

FACULTAD DE CIENCIAS ASTRONÓMICAS Y  
GEOFÍSICAS



UNIVERSIDAD  
NACIONAL  
DE LA PLATA

TESIS DOCTORAL

---

Estudio de agrupaciones estelares jóvenes  
en galaxias cercanas

---

Lic. María Jimena Rodríguez

Director: Dr. Gustavo L. Baume

Co-Director: Dr. Carlos Feinstein

16 de noviembre de 2018





***Director:***

Dr. Gustavo L. Baume

***Co-Director:***

Dr. Carlos Feinstein

***Jurados:***

Dra. Andrea Ahumada (Universidad Nacional de Córdoba)

Dra. Analía Smith Castelli (FCAG-UNLP)

Dr. Roberto Gamen (FCAG-UNLP)



# Agradecimientos

*A lo largo de este camino llamado doctorado, he contado con la ayuda y el apoyo de numerosas personas, a las cuales quiero agradecer el aliento brindado durante estos años.*

*En primer lugar quiero agradecer a mi familia, mis padres, mi abuela y mi hermano por el apoyo incondicional de siempre.*

*A mis amigos y compañeros de trabajo por hacer siempre el camino más ameno: Lili, Abril, Flor Miño, Ceci, Cris, Agus, Cin, Magui, Naty, Lean, Charly, Javi, Juan Pablo, Meli, Flor Teppa, Flor Vieyro, Emi, Yael, Flor Muratore, Cristian, Tuna, Lore, Juani, Brenda, Juli, Agus, Momi, Cami, Paula, Maca y Gonza.*

*A mis directores Gustavo y Carlos, por todas las enseñanzas, el aliento, el esfuerzo y la paciencia.*

*Por último quiero agradecer a los jurados cuyas correcciones y comentarios constructivos ayudaron a mejorar esta Tesis.*



# Publicaciones

Parte del trabajo realizado en esta Tesis ha sido presentado en diversos congresos y publicaciones en revistas nacionales e internacionales:

## *Publicaciones en revistas internacionales:*

**“Identification and analysis of the young population in the starburst galaxy NGC 253”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein; Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2018, 479, 961.

**“Detailed photometric analysis of young star groups in the galaxy NGC 300”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein; Astronomy & Astrophysics, 2016, 594, A34.

**“Discovery of a deep Seyfert-2 galaxy at  $z = 0.222$  behind NGC 300”** J. A. Combi, F. García, M. J. Rodríguez, R. Gamen & S. Cellone, Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2016, 460, 1640.

**“A deep and wide-field view at the IC 2944/2948 complex in Centaurus”** G. Baume, M. J. Rodríguez, M. A. Corti, G. Carraro & J. Panei; Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, 2014, 443, 411.

## *Publicaciones en revistas nacionales:*

**“Identificación de agrupaciones estelares mediante reconocimiento de patrones”** C. Feinstein, G. Baume, M. J. Rodríguez; Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, 2017, vol. 60. En prensa.

**“Formación estelar jerárquica en dos galaxias del grupo Sculptor: NGC 300 y NGC 247”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein; AAA Workshop Series, 2016, Vol. 9. En prensa.

**“Búsqueda y análisis de asociaciones estelares en NGC 247”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein; Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, 2016, vol. 58, p. 165.

**“Análisis detallado de tres complejos estelares en NGC 300”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein; Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía, 2015, vol. 57, p. 151.

**“Estudio Fotométrico en la región de IC 2944/2948”** M. J. Rodríguez, J. A. Panei, M. A. Corti, G. L. Baume & G. Carraro; Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía 2013, vol. 56, p. 251.

### ***Presentaciones a Congresos:***

**“Using the PLC and modern algorithms to detect clustering and associations in nearby galaxies”** C. Feinstein, G. Baume, M. J. Rodríguez & M. M. Vergne. Congreso: Astronomical Data Analysis Software and Systems (ADASS) 2017, 22-26 Oct ,2017 Santiago de Chile.

**“Star populations in the galaxy NGC 2403”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein. Congreso: Friend of friend Meeting 2017, abril 2017, Córdoba, Argentina.

**“Young star groups in the starburst galaxy NGC 253”**. M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein. Congreso: Multi Scale Star Formation, abril 2017, Morelia, México.

**“Estudio de agrupaciones estelares utilizando bases de datos”** M. J. Rodríguez, G. Baume & C. Feinstein. Taller: Primer Taller de Herramientas para Observatorios Virtuales (NOVA), junio 2013, La Plata, Argentina.

UNIVERSIDAD NACIONAL DE LA PLATA

Facultad de Ciencias Astronómicas y Geofísicas

## *Resumen*

### **Estudio de agrupaciones estelares jóvenes en galaxias cercanas**

por María Jimena Rodríguez

Las agrupaciones estelares jóvenes han sido objetos reconocidos desde hace tiempo como laboratorios ideales para la investigación astrofísica. Ellas constituyen una muestra significativa de estrellas que comparten un origen común, ya que fueron formadas de manera casi simultánea de la misma nube molecular. Por lo tanto, se trata de estrellas de aproximadamente la misma edad y composición química, que abarcan un rango amplio de masas, y se encuentran esparcidas en un volumen relativamente pequeño del espacio. Estos grupos son objetos intrínsecamente brillantes, por lo tanto conforman importantes trazadores de formación estelar activa o reciente, así como también de la estructura espiral en los discos galácticos.

Por otra parte, la comparación de las propiedades de estos sistemas en galaxias con distintas características, como son su composición química, morfología, condiciones dinámicas y cinemáticas, etc., nos ayudan a comprender mejor los procesos que gobiernan la formación estelar.

En esta Tesis hemos realizado un análisis detallado de la población estelar joven perteneciente a cuatro galaxias cercanas: NGC 300, NGC 247, NGC 253 y NGC 2403. Como resultado del mismo se construyeron catálogos conteniendo las características fundamentales de cientos de agrupaciones estelares por cada galaxia. Hemos estudiado la distribución espacial de esta población estelar joven, encontrando coincidencias con regiones HII y diversas estructuras galácticas. También, se ha notado que esta población estelar se encuentra distribuida en una forma jerárquica en la que las estructuras más grandes y diluidas parecen contener a otras más pequeñas y densas.

Este estudio está basado en imágenes de excelente resolución obtenidas con la cámara ACS/WFC del Telescopio Espacial Hubble, y en la aplicación de métodos sistemáticos y objetivos que nos permitieron obtener resultados homogéneos (tamaños, densidades, pendientes para las funciones de masa y luminosidad, etc) para las miles de agrupaciones estudiadas. De esta forma, se han podido comparar los resultados obtenidos en las distintas galaxias observando sus principales diferencias y similitudes.





# Índice general

<b>Agradecimientos</b>	<b>V</b>
<b>Publicaciones</b>	<b>VII</b>
<b>Resumen</b>	<b>IX</b>
<b>Lista de Figuras</b>	<b>XV</b>
<b>Lista de Tablas</b>	<b>XIX</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Agrupaciones estelares jóvenes . . . . .	1
1.2. Estructura jerárquica . . . . .	3
1.3. Relación entre la formación estelar y el tipo morfológico de la galaxia . . .	5
1.4. Datos masivos en astronomía . . . . .	8
1.5. Objetivo y estructura de esta Tesis . . . . .	9
<b>2. Muestra de galaxias</b>	<b>11</b>
2.1. NGC 300 . . . . .	13
2.2. NGC 253 . . . . .	14
2.3. NGC 247 . . . . .	15
2.4. NGC 2403 . . . . .	16
<b>3. Telescopio y cámara</b>	<b>19</b>
3.1. Telescopio Espacial Hubble . . . . .	19
3.2. The Advanced Camera for Surveys . . . . .	21
The Wide Field Camera (WFC): . . . . .	21
The High-Resolution Camera (HRC): . . . . .	21
The Solar Blind Camera (SBC): . . . . .	21
3.3. The Wide Field Camera . . . . .	21
3.4. Distorsión geométrica . . . . .	22
<b>4. Datos</b>	<b>25</b>
4.1. Observaciones . . . . .	25
NGC 300 . . . . .	25
NGC 253 . . . . .	25
NGC 247 . . . . .	25
NGC 2403 . . . . .	26

4.2. Fotometría . . . . .	26
4.3. Correcciones astrométricas para NGC 300 . . . . .	31
4.4. Correlación de catálogos . . . . .	37
4.4.1. Superposición de campos adyacentes . . . . .	37
NGC 300 . . . . .	37
NGC 253 . . . . .	38
NGC 247 . . . . .	38
4.5. Completitud . . . . .	41
<b>5. Identificación de agrupaciones estelares jóvenes</b>	<b>43</b>
5.1. Identificación de las distintas poblaciones estelares . . . . .	43
NGC 300 . . . . .	44
NGC 247 . . . . .	44
NGC 2403 . . . . .	44
5.1.1. El problema de la absorción en NGC 253 . . . . .	46
5.1.2. Separación de poblaciones estelares en NGC 253 . . . . .	48
5.2. Método de búsqueda . . . . .	48
5.2.1. Detecciones estocásticas . . . . .	51
5.3. Identificación de estructuras jóvenes a mayor escala . . . . .	55
5.3.1. Identificación de agrupaciones estelares sobre los mapas de densidad	58
<b>6. Análisis</b>	<b>59</b>
6.1. Coordenadas y perfiles radiales . . . . .	59
6.2. Limpieza de estrellas de campo . . . . .	60
6.3. Diagramas Color-Magnitud . . . . .	64
6.4. Función Luminosidad . . . . .	65
6.5. Función de masa en NGC 300 . . . . .	66
6.6. Catálogos . . . . .	69
<b>7. Discusión</b>	<b>79</b>
7.1. Características globales de las agrupaciones estelares jóvenes . . . . .	79
7.1.1. Tamaños . . . . .	79
7.1.2. Número de miembros . . . . .	80
7.1.3. Comportamiento de la Función Luminosidad . . . . .	82
7.1.4. Comportamiento de la Función de Masa en NGC 300 . . . . .	85
7.1.5. Densidad media . . . . .	86
7.2. Complejos estelares . . . . .	87
7.3. Distribución de la población estelar joven . . . . .	90
7.3.1. NGC 300 . . . . .	90
7.3.2. NGC 253 . . . . .	90
7.3.3. NGC 247 . . . . .	93
7.3.4. NGC 2403 . . . . .	94
7.4. Estructura jerárquica . . . . .	95
<b>8. Conclusiones</b>	<b>101</b>
8.1. NGC 300 . . . . .	101
8.2. NGC 253 . . . . .	102
8.3. NGC 247 . . . . .	103

8.4. NGC 2403 . . . . .	104
8.5. Conclusiones generales . . . . .	104
 <b>A. Códigos realizados</b>	 <b>109</b>
A.1. Programa: cálculo de $A_v$ . . . . .	109
A.2. Programa: PLC . . . . .	110
A.3. Programa: Análisis de agrupaciones . . . . .	111
 <b>Bibliografía</b>	 <b>115</b>



# Índice de figuras

1.1. Región de formación estelar 30 Doradus . . . . .	4
1.2. Relación esquemática entre el tiempo de formación estelar y el tamaño de las estructuras . . . . .	6
1.3. Clasificación morfológica de Hubble . . . . .	7
2.1. Distribución espacial de los grupos de galaxias más cercanos al Grupo Local	12
2.2. Imagen color de la galaxia NGC 300 tomada del DSS . . . . .	14
2.3. Imagen color de la galaxia NGC 253 tomada del DSS. . . . .	14
2.4. Imagen color de la galaxia NGC 247 tomada del DSS. . . . .	17
2.5. Imagen color de la galaxia NGC 2403 tomada del DSS. . . . .	18
3.1. Instrumentos del Telescopio Espacial Hubble . . . . .	20
3.2. Esquema del plano focal del HST . . . . .	20
3.3. Diseño óptico de la cámara ACS/WFC . . . . .	23
3.4. Distorsión geométrica de la cámara ACS . . . . .	24
4.1. Campos de la cámara ACS/WFC observados en NGC 300 . . . . .	26
4.2. Imágenes color de cada uno de los 6 campos observados en NGC 300 . . .	27
4.3. Campos de la cámara ACS/WFC observados en NGC 253 . . . . .	29
4.4. Imágenes color de cada uno de los 5 campos observados en NGC 253 . . .	30
4.5. Campos de la cámara ACS/WFC observados en NGC 247 . . . . .	31
4.6. Imágenes color de cada uno de los 3 campos observados en NGC 247 . . .	32
4.7. Campo de la cámara ACS/WFC observado en NGC 2403 . . . . .	32
4.8. Imagen color del campo observado en NGC 2403 . . . . .	33
4.9. Ejemplo de uno de los catálogos fotométricos utilizados . . . . .	33
4.10. Errores en la fotometría . . . . .	34
4.11. Combinación de CMDs y diagramas de Hess para cada galaxia . . . . .	35
4.11. continuación . . . . .	36
4.12. Diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 2 y 3 de NGC 300 . . . . .	38
4.13. Diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 4 y 5 de NGC 253 . . . . .	39

4.14. Diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 2 y 3 de NGC 247 . . . . .	40
4.15. Función luminosidad de los campos observados en cada galaxia. . . . .	41
5.1. CMDs de las galaxias NGC 300, NGC 247 y NGC 2403 indicando las distintas poblaciones estelares . . . . .	45
5.2. Mapa de absorción para NGC 253 . . . . .	47
5.3. CMDs de NGC 253 indicando la población azul y roja . . . . .	48
5.4. Esquema del método PLC . . . . .	49
5.5. Número de agrupaciones detectados con respecto al radio de búsqueda $ds$ , para distintos valores de $p$ . . . . .	50
5.6. Agrupaciones detectadas con el método PLC en NGC 300 . . . . .	52
5.7. Agrupaciones detectadas con el método PLC en NGC 253 . . . . .	52
5.8. Agrupaciones detectadas con el método PLC en NGC 247 . . . . .	53
5.9. Agrupaciones detectadas con el método PLC en NGC 2403 . . . . .	53
5.10. Mapas de densidad para NGC 300 . . . . .	56
5.11. Mapa de densidad para la población azul de NGC 253 . . . . .	56
5.12. Mapa de densidad para la población azul de NGC 247 . . . . .	57
5.13. Mapas de densidad para NGC 2403 . . . . .	57
6.1. Perfiles radiales de densidad estelar . . . . .	61
6.2. Perfil radial de densidad estelar de NGC 300-AS 1021 . . . . .	62
6.3. Diagrama de las regiones de comparación tomadas para la limpieza de estrellas de campo . . . . .	63
6.4. Comparación entre los CMDs de la región, campo, y región decontaminada . . . . .	64
6.5. CMDs para cuatro agrupaciones en NGC 300 . . . . .	66
6.6. Ubicación sobre cada galaxias de las agrupaciones de las Figs.6.5, 6.7, 6.8, 6.9, 6.10, 6.11, 6.12, 6.13 y 6.14. . . . .	67
6.7. CMDs para cuatro agrupaciones en NGC 253 . . . . .	68
6.8. CMDs para cuatro agrupaciones en NGC 247 . . . . .	69
6.9. CMDs para cuatro agrupaciones en NGC 2403 . . . . .	70
6.10. LFs para cuatro agrupaciones en NGC 300 . . . . .	71
6.11. LFs para cuatro agrupaciones en NGC 253 . . . . .	72
6.12. LFs para cuatro agrupaciones en NGC 247 . . . . .	73
6.13. LFs para cuatro agrupaciones en NGC 2403 . . . . .	74
6.14. Función actual de masa. . . . .	75
7.1. Distribución de tamaños. El tamaño en parsecs (eje superior) fue calculado utilizando las equivalencias dadas en la Tabla 2.1. . . . .	81
7.2. Número de estrellas miembros contra radio de las agrupaciones . . . . .	83
7.3. Distribución de la pendiente de LF . . . . .	85

7.4. Comportamiento de la pendiente de la LF con la distancia galactocéntrica en NGC 253 . . . . .	85
7.5. Comportamiento de la PDMF con la distancia para NGC 300 . . . . .	86
7.6. Complejos estelares en NGC 300 . . . . .	91
7.7. Imagen VISTA de NGC 253 . . . . .	91
7.8. Complejos estelares en NGC 253 . . . . .	93
7.9. Complejos estelares en NGC 247 . . . . .	95
7.10. Complejos estelares en NGC 2403 . . . . .	96
7.11. Esquema que muestra como se construye un dendrograma a partir de lo observado en los mapas de densidad . . . . .	98
7.12. Dendrogramas . . . . .	99
A.1. Formato de las tablas de fotometría utilizadas por los códigos desarrollados.	110
A.2. Formato de las tablas de salida del código PLC. . . . .	111
A.3. Formato del archivo de parámetros. . . . .	112
A.4. Diagrama esquemático del código de análisis de agrupaciones. . . . .	114





# Índice de tablas

2.1. Principales características de las galaxias estudiadas . . . . .	12
4.1. Detalles de las observaciones . . . . .	28
4.2. Correcciones astrométricas aplicadas a NGC 300 - I . . . . .	37
4.3. Correcciones astrométricas aplicadas a NGC 300 - II . . . . .	37
4.4. Correcciones astrométricas aplicadas a NGC 253 . . . . .	39
4.5. Correcciones astrométricas aplicadas a NGC 247 . . . . .	40
5.1. Valores de módulo de distancia y exceso de color adoptados. . . . .	45
5.2. Valores de los parámetros utilizados para correr el PLC y número de agrupaciones detectadas . . . . .	51
6.1. Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 300 . . . . .	76
6.2. Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 253 . . . . .	76
6.3. Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 247 . . . . .	77
6.4. Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 2403 . . . . .	77
7.1. Valores medios de los tamaños, número de miembros, pendientes de las funciones luminosidad y de masa, y densidades, obtenidos para cada galaxia. . . . .	84
7.2. Complejos estelares en NGC 300 . . . . .	87
7.3. Complejos estelares en NGC 253 . . . . .	88
7.4. Complejos estelares en NGC 247 . . . . .	88
7.5. Complejos estelares en NGC 2403 . . . . .	89
7.6. Candidatos a regiones HII en NGC 247 . . . . .	94
8.1. Características generales y valores hallados para cada galaxia. . . . .	105



# Capítulo 1

## Introducción

### 1.1. Agrupaciones estelares jóvenes

Hoy en día sabemos que la gran mayoría de las estrellas no se forman de manera aislada, sino que lo hacen en cúmulos o asociaciones estelares (Lada & Lada, 2003). En ellas se pueden encontrar cientos o incluso miles de estrellas abarcando todo el rango de masas, desde las estrellas más masivas (tipo O), pasando por estrellas de masa intermedia y baja, hasta llegar a las enanas marrones con masas menores a  $0.08 M_{\odot}$ . Sin embargo, menos del 10% de estas agrupaciones emerge de la nube molecular de la cual se formó como un sistema estelar ligado gravitatoriamente. Esto se debe principalmente a la baja eficiencia de formación estelar y a la rápida dispersión del gas característica de la formación estelar (Lada & Lada, 2003). De esta forma, las agrupaciones estelares jóvenes no solo constituyen el lugar de nacimiento de las estrellas, además son los bloques fundamentales de la formación estelar en galaxias, por lo tanto su estudio resulta fundamental para comprender las propiedades básicas de la población estelar. Por ejemplo, la forma de la función inicial de masa (IMF, por sus siglas en inglés), la universalidad de la misma, la frecuencia con la que las estrellas tienen compañeras o planetas, son algunas de las preguntas que pueden obtener respuesta estudiando estos sistemas.

Dentro de lo que llamamos agrupaciones o agregados estelares jóvenes podemos identificar distintas estructuras a diferentes escalas que van desde unos pocos parsecs hasta el orden de los kiloparsec, y desde los cúmulos abiertos hasta los brazos de una galaxia espiral, pasando por asociaciones OB y complejos estelares. Cada una de estas estructuras posee diferentes características.

Las agrupaciones estelares jóvenes más compactas y densas son los cúmulos abiertos. Estos sistemas pueden estar compuestos desde unas pocas decenas hasta  $10^5$  estrellas distribuidas en un tamaño típico de unos pocos pc (Morau, 2016). Sus densidades van desde 0.1 hasta 10 estrellas/pc<sup>3</sup> (Morau, 2016) y se encuentran levemente ligados

gravitatoriamente. El tiempo de vida de los cúmulos abiertos se define como el tiempo en el que sus miembros permanecerán juntos y este puede variar entre los 100 Ma (Mega-años =  $10^6$  años) hasta unos pocos Ga (Giga-años =  $10^9$  años) (Morau, 2016).

Las asociaciones OB son grupos compuestos por estrellas jóvenes y masivas de tipo O y B temprano. Tienen menor densidad que los cúmulos abiertos ( $\sim 0.01$  estrellas/ $\text{pc}^3$  Blaauw, 1964) y mayor tamaño, pueden llegar hasta unos pocos cientos de parsecs, conteniendo entre 10 y 1000 estrellas (Morau, 2016). Debido a sus bajas densidades, las asociaciones no están ligadas gravitatoriamente, por lo tanto no son estables frente a las fuerzas de marea de la galaxia a la que pertenecen. Como consecuencia, estos grupos se separan rápidamente, en una escala de tiempo entre los 10 a 100 Ma (Morau, 2016). Por consiguiente, son sistemas jóvenes, donde la mayoría de sus miembros de baja masa se encuentra todavía en su fase de pre-secuencia principal (PMS, por sus siglas en inglés). En la vecindad solar se encuentran asociaciones OB en diferentes estados evolutivos, algunas conteniendo objetos muy jóvenes ( $\lesssim 1$  Ma) aún envueltos en la nube de gas de la cual se formaron (ej. las nubes Orion A y B, Cep OB2), otros ya en proceso de dispersión del gas (ej.  $\lambda$  Ori y Carina), mientras que otras presentan poblaciones mucho más viejas de varios Ma, las cuales dispersaron la nube de gas de la cual se formaron hace ya mucho tiempo (ej. Scorpius-Centaurus y Orion OB 1a) (Briceño et al., 2007). Por otra parte, la observación de asociaciones OB en nuestra Galaxia sugiere que las mismas están formadas de varios subgrupos (Blaauw, 1964). Además, frecuentemente se encuentran relacionadas con regiones HII (ej. Pietrzyński et al., 2001; Hodge, 1985), ya que la ionización del hidrógeno es causada por los fotones ultravioleta emitidos por estrellas cercanas calientes y masivas.

Por otro lado, las asociaciones y los cúmulos abiertos tienen aspectos observacionales diferentes. Mientras que estos últimos muestran una clara concentración de estrellas que pueden ser muchas veces centralmente definida, las asociaciones se encuentran esparcidas en un área mucho mayor, por lo que su identificación resulta mucho más difícil. Frecuentemente, solo son distinguibles de la población de campo porque poseen una fracción considerable de estrellas masivas, dando lugar a un aumento notable en la densidad proyectada de dicho tipo de estrellas en la dirección de la asociación.

Tanto los cúmulos abiertos como las asociaciones OB contienen una muestra significativa de estrellas que comparten un origen común, ya que fueron formadas de manera aproximadamente simultánea de la misma nube molecular. Por lo tanto, se trata de estrellas de aproximadamente la misma edad y composición química, que abarcan un rango amplio de masas, y se encuentran esparcidas en un volumen relativamente pequeño del espacio. Por este motivo, los cúmulos y asociaciones jóvenes han sido reconocidos desde hace tiempo como laboratorios ideales para investigaciones astrofísicas. Los diagramas color-magnitud (CMDs, por sus siglas en inglés) de los cúmulos abiertos, son utilizados para testear los modelos teóricos de evolución estelar. Además ofrecen la menor escala física

sobre la cual es posible calcular una IMF válida. Estos también son útiles para estudiar la dinámica estelar, ya que un cúmulo se mantiene unido por la atracción gravitatoria de sus miembros individuales. Tanto los cúmulos abiertos como las asociaciones OB son objetos intrínsecamente brillantes, por lo tanto constituyen importantes trazadores de formación estelar activa o reciente, así como también de la estructura espiral en los discos galácticos, aún en los casos donde no es posible distinguir estrellas individuales (ej. Gouliermis et al., 2017).

Yendo a estructuras jóvenes a mayor escala encontramos los complejos estelares, con tamaños típicos de cientos de parsecs y masas totales, contando masa de estrellas y de nubes de gas, entre  $10^6$  y  $10^7 M_{\odot}$  (Efremov & Chernin, 1994). Éstos pueden estar compuestos por varios cúmulos abiertos o asociaciones OB, los cuales muchas veces presentan distintas edades, sugiriendo un escenario donde la formación estelar se da de una forma secuencial y/o estimulada. En este escenario, las estrellas masivas afectan su entorno a través de radiación, vientos estelares y explosiones de supernova. De esta manera, barren el material en su entorno más cercano. Sin embargo, en una región un poco más distante puede que las ondas de choque producidas estimulen la formación de nuevas estrellas (Preibisch & Zinnecker, 2007).

Las estructuras jóvenes de mayor tamaño son los brazos de una galaxia espiral. Con tamaños típicos de varios kpc, estos contienen estrellas jóvenes y masivas, estrellas Ce-feidas, grandes cantidades de gas, polvo y regiones de formación estelar como todas las mencionadas anteriormente. De esta forma, los cúmulos abiertos y asociaciones OB se han empleado históricamente como trazadores de la estructura espiral de la Galaxia. (ej. Baume et al., 2006; Borissova et al., 2011).

## 1.2. Estructura jerárquica

Los distintos grupos de estrellas jóvenes se encuentran espacialmente emparentados en una forma jerárquica, esto es, las estructuras de menor tamaño y mayor densidad se encuentran dentro de otras más grandes y menos densas. Yendo desde las estrellas múltiples, hasta los brazos espirales, pasando por los cúmulos abiertos, asociaciones OB, complejos y diferentes agregados estelares. Uno de los ejemplos más conocidos de este comportamiento jerárquico, es observado en la región de 30 Doradus, en la Nube Mayor de Magallanes, la cual constituye la región de formación estelar más luminosa y masiva del Grupo Local (Kennicutt & Hodge, 1986). La misma presenta varias agrupaciones estelares jóvenes (ver Fig. 1.1). En particular, en su centro se encuentra el cúmulo NGC 2070, el cual a su vez, está compuesto de varios subcúmulos más densos (Walborn & Blades, 1997). También son un ejemplo de estructura jerárquica los subgrupos observados en las asociaciones OB pertenecientes a la Galaxia (Blaauw, 1964).

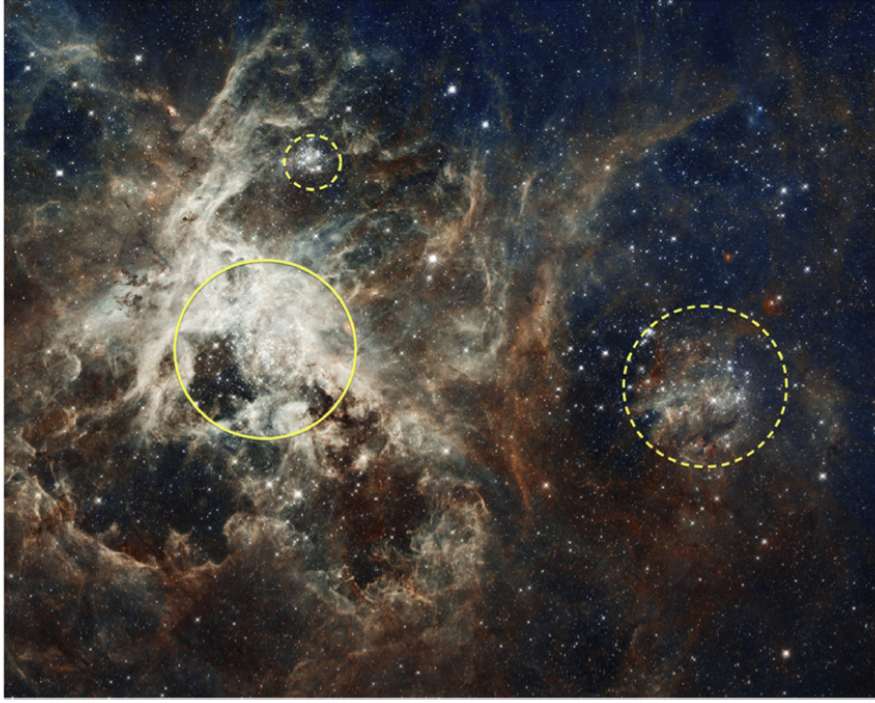


FIGURA 1.1: Imagen color de la región de formación estelar 30 Doradus. En ella se pueden apreciar tres agrupaciones estelares: NGC 2070 (circulo continuo), Hodge 301 (circulo pequeño discontinuo), y NGC 2060 (circulo grande discontinuo). A su vez, NGC 2070 presenta varios subgrupos más densos. La imagen fue tomada del trabajo de Cignoni et al. (2015).

Por otro lado, cada una de estas regiones de formación estelar está asociada a distintas estructuras gaseosas del medio interestelar. Los complejos estelares se forman en súper nubes moleculares de  $\sim 10^7 M_{\odot}$  (Efremov & Chernin, 1994), las asociaciones OB y los cúmulos jóvenes surgen de las nubes moleculares gigantes (GMC, por sus siglas en inglés), con masas entre  $\sim 10^3$ - $10^6 M_{\odot}$ . Las estrellas individuales y múltiples se forman en los núcleos moleculares pequeños  $< 10^3 M_{\odot}$  (Elmegreen & Efremov, 1996).

De esta forma, se estima que el comportamiento jerárquico que presentan las estructuras estelares jóvenes, es un reflejo de la distribución fractal del gas observada en los mapas a gran escala del medio interestelar. En estos mapas es posible distinguir distintas estructuras, como aglomeraciones, filamentos, túneles, agujeros, etc., que parecen estar conectados formando una red que se extiende de manera auto-similar, yendo desde las nubes moleculares gigantes hasta núcleos individuales y glóbulos de Bok (Elmegreen, 1993). Los principales mecanismos responsables de esta simetría fractal parecerían ser la turbulencia asociada al medio interestelar y la auto-gravedad (Elmegreen & Efremov, 1996; Elmegreen, 1999a).

Dentro de este modelo de formación estelar regulado por turbulencia, la compresión del gas fragmenta las grandes nubes en sucesivas nubes más pequeñas, dando lugar a la estructura jerárquica observada (Elmegreen, 1999b). Este proceso de fragmentación

turbulenta, además de generar una jerarquía en la distribución de las propiedades de los grupos estelares (ej. masa, tamaño), crea una correlación con las edades. En la que para cúmulos formados de la misma nube molecular gigante, cúmulos que se forman cerca tendrán edades más parecidas a aquellos que se encuentran alejados (Grasha et al., 2017). Este escenario implica que las estructuras de mayor tamaño tienen mayores edades, lo que sugiere que el proceso de formación estelar procede más rápidamente en las regiones de menor tamaño (Efremov & Elmegreen, 1998). En otras palabras, las estructuras más pequeñas formarían estrellas más rápidamente que las de mayor tamaño.

Este modelo predice que la edad de las estructuras de formación estelar se incrementaría proporcionalmente con la raíz cuadrada del tamaño (Elmegreen & Efremov, 1996). La Fig. 1.2 adaptada del trabajo de Efremov & Elmegreen (1998) muestra esquemáticamente la relación entre el tamaño y el tiempo de formación estelar para las distintas estructuras. La figura considera estrellas individuales, asociaciones T tauri, subgrupos y asociaciones OB, complejos estelares y brazos espirales, donde la formación estelar ocurre en 0.3, 1, 3, 10, 30 y 100 Ma respectivamente. En los complejos estelares más grandes con tamaños entre los 300 y 1000 pc, la formación estelar tarda tanto ( $\sim 30$  Ma) que las estrellas O allí formadas ya han abandonado la secuencia principal. Estos complejos son identificados principalmente como una concentración de estrellas variables Cefeidas y otras estrellas gigantes. La mayoría de las estrellas O son sólo visibles en pequeñas concentraciones (Efremov & Elmegreen, 1998). De esta forma, un complejo estelar presenta formación estelar activa en las asociaciones OB, las cuales a su vez están conectadas por una distribución de estrellas Cefeidas y super gigantes, que juntas trazan la extensión del complejo.

### 1.3. Relación entre la formación estelar y el tipo morfológico de la galaxia

La comparación de estas agrupaciones jóvenes en galaxias que poseen distintas características, como son la morfología, metalicidad, densidad, etc., nos ayudan a comprender mejor los procesos y mecanismos de formación estelar y a estudiar como influyen en ellos los diferentes ambientes.

Hubble (1926) desarrolló un esquema de clasificación de galaxias basándose en la morfología de las mismas, al cual se lo conoce como diagrama de Hubble (Fig 1.3). El mismo abarca galaxias de tipo elíptico (E), lenticulares (S0), espirales (S), barradas (SB) e irregulares (Irr). Las galaxias elípticas tienen forma elipsoidal y una distribución bastante uniforme de estrellas. Se las designa con la letra E, y un número que indica el grado de elipticidad, abarcando desde las galaxias E0 que son casi esféricas, hasta las E7 que son muy achatadas. Por otra parte, las galaxias lenticulares, designadas como S0, presentan

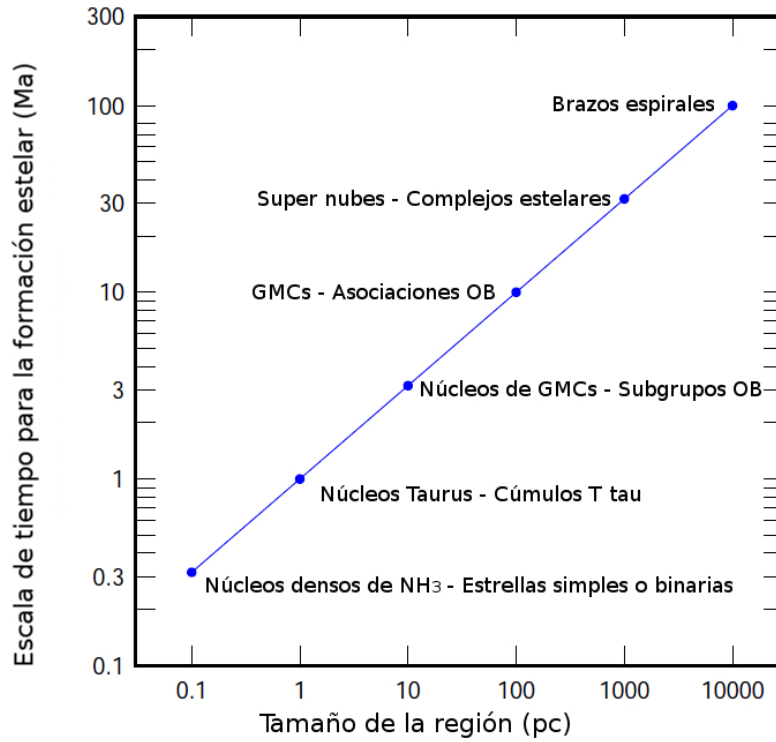


FIGURA 1.2: Relación esquemática entre el tiempo de formación estelar y el tamaño de las estructuras. Figura adaptada de Efremov & Elmegreen (1998).

una estructura de disco con una concentración de estrellas central. Las galaxias espirales (S) tienen una concentración central de estrellas, llamada bulbo, y un disco que presenta brazos espirales. Acompañando a la letra S va una letra en minúscula (a-d) que indica el grado en que están arremolinados los brazos espirales y el tamaño del bulbo. De esta forma, las galaxias Sa presentan brazos muy arremolinados y un mayor tamaño del bulbo, y las Sd presentan un bulbo pequeño y brazos muy abiertos. Las galaxias espirales barradas (SB/a-d) tienen una estructura en espiral similar a las galaxias espirales, pero los brazos se proyectan desde el final de una barra central. Ellas se clasifican de forma similar a las espirales. Las galaxias irregulares, a diferencia de las anteriores, no presentan una forma característica. Hubble pensó que las galaxias elípticas evolucionaban en galaxias espirales, por eso se refirió a estas galaxias como de tipo temprano y tardío respectivamente, aunque hoy se sabe que esto no es así, esta denominación sigue aún vigente. Más tarde, el esquema de Hubble fue refinado por de Vaucouleurs (1959), quién describió como galaxias espirales intermedias (SAB) a aquellas que presentan una barra débil, encontrándose entre una galaxia espiral normal y una galaxia espiral barrada. En este nuevo esquema las galaxias espirales normales pasaron a indicarse como SA, y se denotó con '(r)' la presencia o con '(s)' la ausencia de una estructura anular. También se incorporaron las galaxias enanas, encontrándose dentro de esta clasificación las galaxias enanas esferoidales (dSph) y enanas irregulares (dIrr).



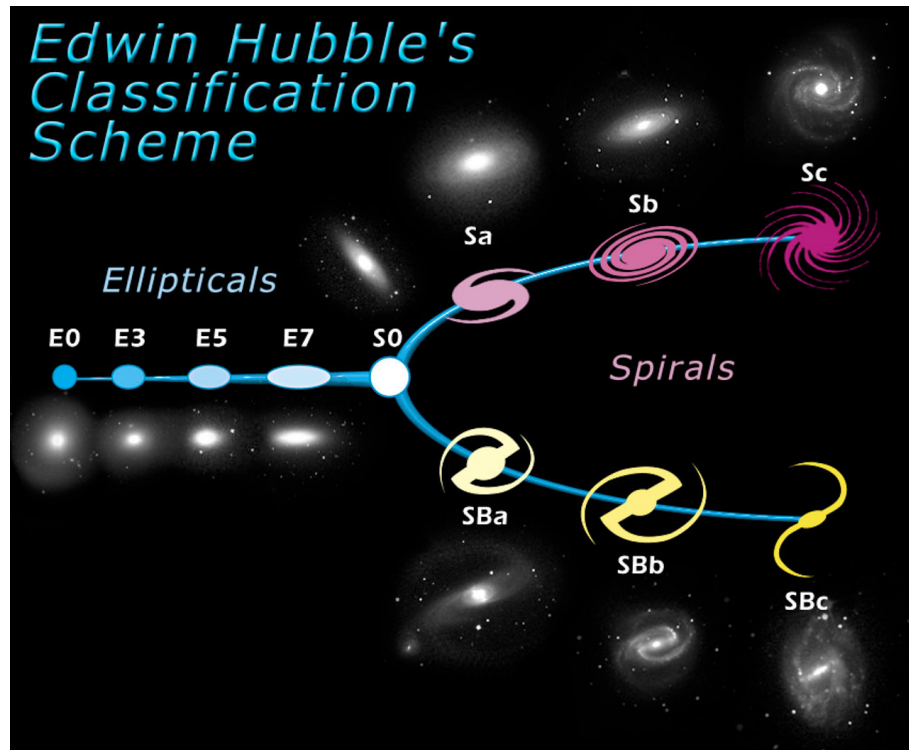


FIGURA 1.3: Clasificación morfológica de Hubble. Imagen tomada de [www.spacetelescope.org](http://www.spacetelescope.org).

Una de las principales diferencias entre los distintos tipos de galaxias además de su morfología, es el contenido estelar y de gas y polvo. Las galaxias irregulares y espirales poseen gran cantidad de estrellas jóvenes, gas, polvo y regiones de formación estelar activas. Mientras que las galaxias elípticas y lenticulares están compuestas de estrellas viejas y tienen poco contenido de gas y polvo.

Diversos trabajos en la literatura han hallado una relación entre la tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés), medida en masas solares ( $M_{\odot}$ ) por año, y el tipo morfológico de la galaxia. Se encontró que la SFR toma un amplio rango de valores, yendo desde cero, para galaxias elípticas pobres en gas y galaxias enanas, hasta  $20 M_{\odot}/\text{año}$  para las galaxias espirales ricas en gas e irregulares. La misma se va incrementando entre las espirales de tipo Sa y Sd. Valores de SFR  $\sim 100 M_{\odot}/\text{año}$  pueden encontrarse en galaxias con brotes de formación estelar (*starburst*), mientras que valores aún mayores se encuentran asociados a interacciones y *mergers* entre galaxias (Kennicutt, 1998). Este crecimiento de la SFR a lo largo de la secuencia de Hubble es producido por un incremento tanto en la cantidad de regiones de formación estelar por unidad de área como en las masas características de cada región (Bresolin & Kennicutt, 1997). De esta forma, una típica estrella masiva en una galaxia Sa se forma en un cúmulo conteniendo solo unas pocas estrellas masivas, mientras que en una gran galaxia Sc o irregular se forma en una asociación OB gigante que contiene ciento o incluso miles de estrellas masivas (Kennicutt, 1998).

En el mismo sentido, las velocidades de rotación de las galaxias son mayores en las Sa y disminuyen hacia las Sd (Conselice, 2006). Este hecho se ha considerado como determinante en la formación estelar, indicando que las velocidades lentas del gas favorecen la formación estelar. De esta forma, las galaxias irregulares se localizan como los objetos con velocidad nula y con mayor formación estelar.

Estos descubrimientos han conducido en las últimas décadas a la realización de numerosos estudios globales de agrupaciones estelares jóvenes en galaxias cercanas. Por ejemplo: LMC (Gouliermis et al., 2003), SMC (Battinelli, 1991), M31 (Bianchi et al., 2012), M33 (Chandar et al., 1999; Bedin et al., 2005), NGC 6347 (Massi et al., 2015), NGC 300 (Pietrzyński et al., 2001), NGC 7793 (Pietrzyński et al., 2005), M81 (Nantais et al., 2010), M101 (Bresolin et al., 1996), solo por nombrar algunos.

Sin embargo, la ausencia de objetividad en los métodos de búsqueda empleados, y la falta de homogeneidad en la calidad de los datos observacionales, así como también de la resolución necesaria en los mismos, hacen imposible la tarea de comparar las características de las agrupaciones detectadas en las diferentes galaxias. Los cúmulos y asociaciones estelares jóvenes no suelen distinguirse fácilmente de las estrellas de campo, tampoco poseen un gradiente marcado de densidad radial (a diferencia de los cúmulos globulares). Por lo tanto, para detectar y delinear estas agrupaciones jóvenes es necesario la aplicación de métodos particulares de selección y de búsqueda. Es importante que estos métodos sean sistemáticos, objetivos y homogéneos, para poder realizar análisis estadísticos y comparar las propiedades de estos sistemas en distintas galaxias.

## 1.4. Datos masivos en astronomía

La aplicación de métodos sistemáticos y objetivos para el estudio y análisis de datos astronómicos, no solo es importante para poder realizar estudios estadísticos. También, es la única forma de hacerle frente a la avalancha de datos astronómicos que caracteriza a esta nueva era de la astronomía.

En la actualidad, la continua construcción y desarrollo de grandes telescopios, tanto terrestres como espaciales, en diversas longitudes de onda, junto con la confección de varios relevamientos del cielo, hacen que la cantidad de datos astronómicos almacenados en los archivos crezca exponencialmente, produciendo volúmenes inmensos de información cada noche. Para poder estar a la altura de lo que esta nueva era de la astronomía nos propone, aprovechando de una forma responsable y eficiente la gigantesca cantidad de datos almacenados, que además se siguen generando continuamente, se necesitan cambios en los medios y metodologías utilizados para la investigación astrofísica.

Es necesario entonces, el desarrollo de herramientas informáticas que permitan analizar los grandes repositorios y *surveys* abordando diferentes problemas astrofísicos, para que de este modo, nos ayuden a identificar de forma efectiva la información que pueda resultar útil, analizarla de una forma sistemática y eficiente, y producir resultados confiables.

## 1.5. Objetivo y estructura de esta Tesis

El objetivo de esta Tesis es detectar, analizar y correlacionar las características de las poblaciones estelares jóvenes perteneciente a 4 galaxias espirales cercanas: NGC 300, NGC 247, NGC 253 y NGC 2403. Para esto, se utilizarán datos de excelente calidad y resolución espacial obtenidos con el telescopio espacial Hubble (HST, por sus siglas en inglés), junto con métodos sistemáticos y objetivos de búsqueda. Se intentará delinear la distribución espacial de la población estelar joven, analizando si hay coincidencias con regiones HII y diversas estructuras galácticas. Se prestará especial atención a las agrupaciones jóvenes más compactas, las cuales forman el último escalón de una distribución jerárquica. Para las mismas, se realizará un análisis detallado que nos permitirá caracterizarlas. De esta forma, se presentará un catálogo para cada galaxia conteniendo la información de las agrupaciones estudiadas. Por último, se compararán las propiedades de estos sistemas en las distintas galaxias, para estudiar una posible dependencia entre las características de la población estelar joven y las de la galaxia.

Esta Tesis se ha organizado de la siguiente manera: en el Capítulo 2, se describirán las principales características de las galaxias estudiadas. En el Capítulo 3, se describirán los instrumentos utilizados en la obtención de los datos. En el Capítulo 4, se detallarán los datos utilizados junto con las tareas de reducción, correlación y puesta a punto de los mismos. En el Capítulo 5, se detallará el proceso de selección de las diferentes poblaciones estelares, junto con los métodos empleados para la identificación de estructuras estelares jóvenes a diferentes escalas. En el Capítulo 6, se describirá el análisis realizado sobre cada grupo estelar identificado. En el Capítulo 7, se discutirán los resultados hallados. Por último, en el Capítulo 8, se expondrán los resultados y conclusiones de esta Tesis. Además se incluye un apéndice (A), donde se describirán los códigos desarrollados para el manejo de los datos empleados.



## Capítulo 2

# Muestra de galaxias

La muestra de galaxias estudiadas en esta Tesis consiste en cuatro galaxias espirales de tipo tardío, NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403. Para la elección de las mismas, se tuvo en cuenta que las galaxias cumplieran con las siguientes características:

1. Galaxias lo suficientemente cercanas como para distinguir su contenido estelar con el HST.
2. Disponibilidad de imágenes y datos fotométricos en la base de datos HST.
3. Observaciones realizadas en al menos tres filtros con la cámara ACS/WFC del HST.
4. Población estelar joven no estudiada con el nivel de detalle que se propone en esta Tesis.

Tres de las galaxias seleccionadas, NGC 300, NGC 253 y NGC 247, pertenecen al grupo de galaxias llamado Sculptor, el grupo más cercano al Grupo Local. Dicho grupo se encuentra cerca del polo sur galáctico. Esta dirección presenta baja absorción debida al material interestelar de la Vía Láctea, por lo que su ubicación resulta favorable para nuestro estudio. El grupo Sculptor está compuesto por tres concentraciones o subgrupos, dominados por NGC 300, NGC 7793 y NGC 253. Algunos autores han descripto a este grupo como una nube difusa de galaxias, con un tamaño de  $1 \times 6$  Mpc, que se extiende a lo largo de la línea de la visión (ej. Karachentsev et al., 2003; Jerjen et al., 1998).

La Fig. 2.1 muestra esquemáticamente la distribución de galaxias más cercanas a la Vía Láctea, en ella se indican las galaxias NGC 300, NGC 253 y NGC 247, la galaxia NGC 2403 es uno de los miembros del grupo de M 81. En la Tabla 2.1 se listan algunos de los parámetros más importantes de las galaxias estudiadas. A continuación, se presenta una breve descripción de cada una de ellas, junto con una recopilación de la información más relevante obtenida en estudios previos de la literatura.

TABLA 2.1: Principales características de las galaxias estudiadas.

Colum.(2-3): coordenadas ecuatoriales obtenidas de la base de datos astronómicos Simbad (<http://simbad.u-strasbg.fr>). (4): Clasificación morfológica McConnachie (2012) para NGC 300, Vučetić et al. (2015) para NGC 253, Konstantopoulos et al. (2013) para NGC 247 y Ann et al. (2015) para NGC 2403. (5): Distancia Bresolin et al. (2005) para NGC 300, Tully et al. (2013) para NGC 253 y NGC 2403, y García-Varela et al. (2008) para NGC 247. (6): Escala lineal. (7): Diámetro de Dalcanton et al. (2008). (8-9): inclinación y ángulo de posición Puche et al. (1990) para NGC 300, Puche et al. (1991) para NGC 253, Carignan & Puche (1990) para NGC 247 y Schaap et al. (2000) para NGC 2403.

Galaxia	$\alpha_{J2000}$ [h:m:s]	$\delta_{J2000}$ [°:':"]	Tipo	Dist. [Mpc]	Escala [pc/"]	Diam. [Kpc]	$i$ [°]	AP $\gamma$ [°]
NGC 300	00:54:53.4	-37:41:03.7	Sc D	1.93	9.4	12.3	50	114.3
NGC 253	00:47:33.1	-25:17:19.6	SAB (s)c D	3.56	17	27.2	72	229
NGC 247	00:47:08.5	-20:45:37.4	SAB (s)d D	3.6	17.45	16.1	74	170
NGC 2403	07:36:51.3	+65:36:09.2	SACd C	3.18	15.4	10	61	124

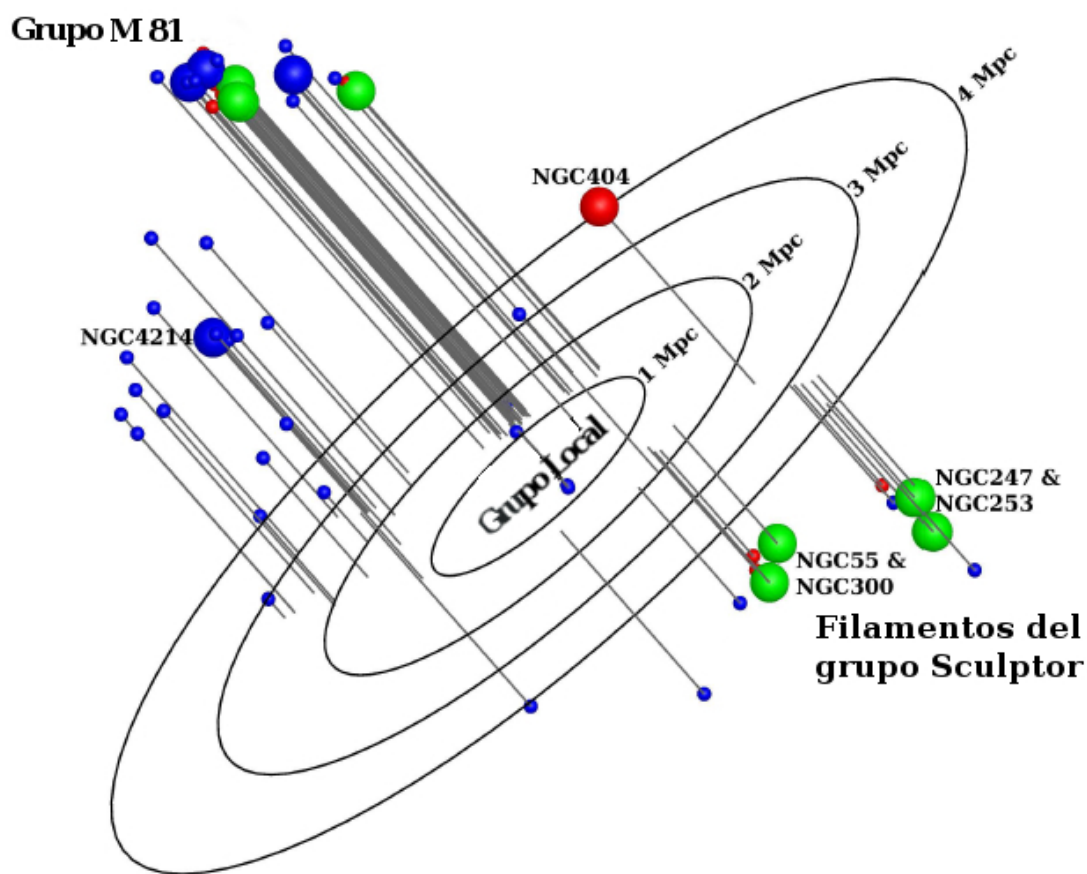


FIGURA 2.1: Distribución espacial en tres dimensiones de los grupos de galaxias más cercanos al Grupo Local. Imagen tomada de Dalcanton et al. (2008). Los colores representan diferentes tipos morfológicos (rojo: galaxias elípticas o lenticulares; verde: galaxias espirales; azul: galaxias irregulares). Los símbolos grandes indican galaxias más brillantes que  $M_B = -16$  mag.

## 2.1. NGC 300

NGC 300 (Fig. 2.2) es una galaxia espiral tardía de tipo Sc D (McConnachie, 2012) ubicada a 1.93 Mpc (Bresolin et al., 2005). Posee una orientación casi de frente ( $i=50^\circ$ , ver Tabla 2.1) por lo que su enrojecimiento intrínseco es bajo (Gieren et al., 2004).

La cercanía de dicha galaxia, junto con los bajos valores de enrojecimiento, hacen que la misma resulte sumamente apropiada para el estudio de su contenido estelar. De esta forma muchos estudios se han enfocado en la población estelar joven y brillante de esta galaxia, y como resultado se han observado en ella varias regiones de formación de estrellas masivas. Se destacan los estudios de estrellas Wolf-Rayet (ej. Schild et al., 2003) y supergigantes individuales (ej. Urbaneja et al., 2003; Bresolin et al., 2002b,a), asociaciones estelares jóvenes (Pietrzyński et al., 2001), regiones HII (ej. Soffner et al., 1996), remanentes de supernova (Pannuti et al., 2000), emisión de rayos X (Read & Pietsch, 2001), nebulosas planetarias (Soffner et al., 1996), estrellas variables (Pietrzyński et al., 2002; Mennickent et al., 2004) y contenido de polvo (Helou et al., 2004; Roussel et al., 2005).

Todos estos trabajos han permitido conocer diferentes aspectos de NGC 300. En particular, Pierre & Azzopardi (1988) realizaron fotometría CCD y fotográfica BV, utilizando el telescopio de 3.6 m ubicado en La Silla (Chile) y perteneciente al Observatorio Europeo Austral (ESO, por sus siglas en inglés), para determinar la Función de Luminosidad (LF, por sus siglas en inglés) y la IMF de las estrellas más brillantes de NGC 300, obteniendo los valores de  $0.57 \pm 0.1$  y  $-2.5 \pm 0.2$  para sus respectivas pendientes. Estos valores son consistentes con aquellos de la vecindad solar, y compatibles con un escenario de formación estelar estacionario. Bresolin et al. (2009) en su estudio de regiones HII en NGC 300, indicaron que la metalicidad de esta galaxia es menor a la solar y comparable con la de las Nubes de Magallanes, con un gradiente de metalicidad entre 0.004-0.018. Por otro lado, en el trabajo de Butler et al. (2004) se encontraron valores medios para la SFR de 0.002 y 0.04  $M_\odot/\text{año}$  en la periferia y en el centro de NGC 300 respectivamente. La población estelar sería entonces predominantemente vieja y compuesta por estrellas de la rama de las gigantes rojas (RGB, por sus siglas en inglés) y de la rama asintótica de las gigantes (AGB, por sus siglas en inglés).

En particular Pietrzyński et al. (2001) realizó un catálogo de más de 100 asociaciones OB en NGC 300, utilizando un algoritmo sistemático de búsqueda e imágenes tomadas con el telescopio ESO/MPI 2.2 m ubicado en el observatorio La Silla, Chile. También encontraron varios complejos estelares y una alta coincidencia entre la ubicación de las asociaciones halladas y la de regiones HII.



FIGURA 2.2: Imagen color de la galaxia NGC 300 tomada del DSS. El campo cubierto en la imagen es de  $24.29' \times 16.11'$ .



FIGURA 2.3: Imagen color de la galaxia NGC 253 tomada del DSS. El campo cubierto en la imagen es de  $22.77' \times 17.07'$ .

## 2.2. NGC 253

NGC 253 (Fig. 2.3) es una galaxia espiral barrada SAB (s)c D (Vučetić et al., 2015) con una orientación casi de canto. Esta galaxia ubicada a 3.56 Mpc (Tully et al., 2013), a la cuál corresponde una escala lineal proyectada de  $\sim 17$  pc/", es el miembro más masivo del grupo Sculptor (ver Fig. 2.1).



Esta galaxia se caracteriza por tener brotes de formación estelar; es lo que se llama una galaxia *starburst*. Estos brotes están localizados en una región de aproximadamente 300 pc de radio con respecto al centro galáctico y poseen una SFR de  $\sim 2\text{--}3\text{ M}\odot/\text{año}$  (ej. Radovich et al., 2001; Ott et al., 2005). Sin embargo, su naturaleza no está del todo comprendida. Según Engelbracht et al. (1998) estos podrían ser provocados por la presencia de la barra central, la cual canalizaría el gas hacia el centro galáctico. Davidge (2010) sugirió que la formación de la barra y los brotes de formación estelar pudieron haber sido estimulados por la interacción con una compañera extinta aproximadamente 2 Ga atrás.

Debido a su naturaleza *starburst*, la región central de esta galaxia ha sido ampliamente estudiada. Watson et al. (1996), mediante la utilización de imágenes ópticas obtenidas con la cámara WFPC2/HST, reportó la existencia de cuatro cúmulos estelares compactos y muy luminosos en la misma. Ellos infirieron una masa de  $\sim 1.5 \times 10^6\text{ M}\odot$  para el cúmulo más masivo, sugiriendo que se trata de un súper cúmulo estelar. Se cree que esta clase de objetos, podrían ser jóvenes análogos de los cúmulos globulares observados hoy en día (Larsen & Richtler, 1999; Fernández-Ontiveros et al., 2009). Kornei & McCrady (2009) estudiaron este cúmulos utilizando espectros IR e imágenes en el óptico y cercano IR, derivando para el mismo una masa de  $\sim 1.4 \times 10^7\text{ M}\odot$  y una edad estimada de 5.7 Ma. Además, detectaron la presencia simultánea de súper gigantes rojas y estrellas de tipo OB, revelando varias épocas de formación estelar. Davidge (2016) por medio de espectros obtenidos con GNIRS (Gemini Near Infrared Spectrograph) e imágenes de la cámara WFC3/HST, encontró distintas subestructuras en el mismo, sugiriendo que se trata de un complejo estelar en lugar de un solo cúmulo.

La alta SFR en su región central, junto con su proximidad hacen de NGC 253 un candidato interesante para estudiar su población estelar joven. A pesar de esto, no se han hecho detecciones de estructuras estelares jóvenes fuera de su región central. Esto, posiblemente se deba a las grandes cantidades de gas y polvo que esta galaxia posee (Larsen & Richtler, 1999), causando que la misma se encuentre altamente oscurecida en el visible. Además, por su considerable inclinación ( $i=72^\circ$ , ver Tabla 2.1) se espera que la extinción interna no sea uniforme, ya que probablemente la línea de la visión pase a través de varias nubes de polvo.

### 2.3. NGC 247

NGC 247 (Fig. 2.4) es una galaxia espiral enana de tipo SAB(s) d D (Konstantopoulos et al., 2013), también conocida como la compañera de NGC 253. Esta galaxia se encuentra localizada en la constelación de Cetus, a una distancia de 3.6 Mpc (García-Varela et al., 2008).

En las imágenes en el rango visible, esta galaxia presenta una zona oscura (“un hueco”) en su disco. Esta región se encuentra entre su núcleo y el brazo exterior norte (ver Fig. 2.4), abarcando una longitud total de  $\sim 3.4$  kpc (Wagner-Kaiser et al., 2014). Esto corresponde a un porcentaje significativo de su disco estelar, el cual tiene una extensión a lo largo de su semieje mayor de 11.3 kpc (Jarrett et al., 2003). La naturaleza y causa de esta extraña característica aún no está clara. Wagner-Kaiser et al. (2014) por medio de datos fotométricos obtenidos con el HST y modelos evolutivos, encontraron que la población dentro de este “hueco” era mucho más vieja que la del resto del disco galáctico, sugiriendo la ausencia de formación estelar reciente en el mismo. Ellos especularon que esta región oscura pudo haber sido causada por una colisión reciente entre el disco y un sub halo oscuro.

Varios estudios se han realizado sobre esta galaxia utilizando observaciones realizadas con telescopios terrestres. Davidge (2006), por medio de imágenes en el visible y cercano IR, indicó la presencia de un disco estelar extendido con formación estelar, y derivó, utilizando conteos estelares, una SFR de  $\sim 0.1 M_{\odot}/\text{año}$  durante los últimos 16 Ma. Carignan & Puche (1990) estudiaron las propiedades de esta galaxia en HI utilizando observaciones de VLA. Ellos encontraron que su envoltura de HI es relativamente compacta en relación a otros sistemas. Por otra parte, Ferguson et al. (1996) señalaron que la emisión  $H\alpha$  se encuentra concentrada en dos brazos espirales, y que el flujo  $H\alpha$  total es modesto comparado a otras galaxias espirales e irregulares.

Al igual que su compañera NGC 253, NGC 247 presenta un alto ángulo de inclinación ( $i=74^\circ$ , ver Tabla 2.1). Esto, además de provocar una extinción interna variable, puede acentuar los problemas de *crowding*<sup>1</sup> al intentar detectar estrellas individuales. Probablemente, ésta sea la razón por la que a pesar de su proximidad, su contenido estelar no ha sido estudiado en gran detalle. No se han realizado catálogos de agrupaciones estelares jóvenes en esta galaxias, y sólo existen en la literatura registros de unos pocos cúmulos identificados. Larsen (1999) identificó tres cúmulos masivos en esta galaxia, pero sólo uno de ellos fue asociado con población estelar azul, y por lo tanto joven. Olsen et al. (2004) detectaron tres cúmulos globulares, y Tao et al. (2012), por medio de observaciones obtenidas con el HST y con el observatorio de rayos-X Chandra, reportaron la existencia de una asociación estelar joven cerca de una fuente de rayos X ultra luminosa (ULX, por sus siglas en inglés).

## 2.4. NGC 2403

NGC 2403 (Fig 2.5) es una galaxia de tipo SAcD C (Ann et al., 2015), que se encuentra a una distancia de 3.18 Mpc (Tully et al., 2013), lo que corresponde a una escala lineal

<sup>1</sup>Término en inglés para referirse al apiñamiento o pegoteo entre estrellas

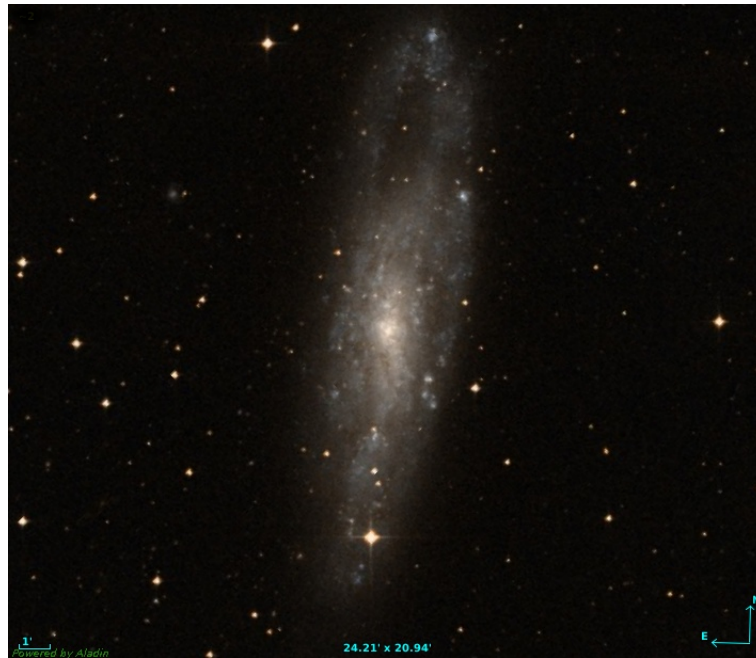


FIGURA 2.4: Imagen color de la galaxia NGC 247 tomada del DSS. El campo cubierto en la imagen es de  $24.21' \times 20.94'$

proyectada de  $\sim 15.4$  pc/". Esta galaxia es miembro del grupo de M81 (ver Fig 2.1), el cual a su vez, está compuesto de tres subgrupos. NGC 2403 es el miembro más masivo de uno de ellos con una masa de  $\sim 10^{10} M_{\odot}$ , y está rodeada por siete galaxias satélites de tipo dSph y dIrr (Karachentsev et al., 2002).

Como muchas galaxias espirales de tipo tardío dominadas por el disco, NGC 2403 carece de un bulbo central Kent (1987). Davidge & Courteau (2002) encontraron, por medio de imágenes en el cercano IR, un cúmulo estelar luminoso y compacto en su núcleo. Sin embargo, éste parece ser más viejo y menos compacto que lo esperado para una típica galaxia tardía. Yukita et al. (2007) a través de datos en rayos-X obtenidos con el telescopio Chandra, derivaron una edad para el mismo de 1.4 Ga. Además, la población estelar en las regiones circundantes parecería ser más joven, de acuerdo a lo sugerido por estudios en  $H\alpha$  y de regiones HII (Drissen et al., 1999). Davidge & Courteau (2002) sugirieron un escenario donde posiblemente haya existido un episodio de formación estelar temprana en la región central, que luego se propagó en el disco hacia el exterior hasta alcanzar el radio observado hoy en día ( $\sim 1$  kpc). Por otra parte, Kennicutt (1989) derivó una SFR global de  $1.2 M_{\odot}/\text{año}$ .

NGC 2403 es una galaxia rica en regiones HII y cúmulos estelares. En particular, Hodge (1985) identificó 88 asociaciones estelares utilizando distintos telescopios terrestres, encontrando que la mayoría de las mismas estaban relacionadas con regiones HII. Drissen et al. (1999) estudió las regiones HII gigantes más importantes, utilizando imágenes del



FIGURA 2.5: Imagen color de la galaxia NGC 2403 tomada del DSS. El campo cubierto en la imagen es de  $19.68' \times 13.05'$

HST obtenidas con la cámara WFPC2 y espectros tomados desde tierra. Ellos descubrieron que algunas de las mismas son extremadamente brillantes, con  $L(H\alpha) \sim 0.8-1.5 \times 10^{40}$  erg/s. Este valor es comparable con la región *starburst* más masiva en el grupo local, el complejo de 30 Doradus. Además, encontraron que algunas de estas regiones estaban asociadas a varios cúmulos estelares. Por otra parte, las dos regiones HII más luminosas albergaban súper cúmulos en sus centros. Este hecho sugiere que estos cúmulos muy masivos y densos no sólo se formarían en los núcleos de galaxias *starburst* o en eventos de *mergers*, sino que también lo harían en galaxias normales.

## Capítulo 3

# Telescopio y cámara

### 3.1. Telescopio Espacial Hubble

El Telescopio Espacial Hubble, es un proyecto conjunto de la NASA y de la Agencia Espacial Europea (ESA, por sus siglas en inglés), y fue el primer gran telescopio en ser puesto en el espacio. Esto ocurrió el 24 de abril de 1990 en la misión STS-31 inaugurando el programa de Grandes Observatorios.

El HST se halla en una órbita circular alrededor de la Tierra a 593 km sobre el nivel del mar, y con un ángulo de inclinación de  $28.5^\circ$  con respecto al ecuador. Da una vuelta alrededor de la Tierra en aproximadamente 96 minutos, desplazándose a una velocidad de  $8 \text{ km s}^{-1}$  y completando 15 órbitas por día. Se trata de un telescopio de tipo reflector Cassegrain. Los espejos primario y secundario tienen un diámetro de 2.4 m y 0.3 m respectivamente, y su ubicación fuera de la atmósfera permite una excelente calidad de imagen, alcanzando una resolución angular de  $\sim 0.05 \text{ arcseg}$ . El telescopio es sensible en el rango del espectro electromagnético que va desde el ultravioleta hasta el infrarrojo cercano (115-2500 nm).

Actualmente el HST posee en funcionamiento los siguientes instrumentos: Advanced Camera for Surveys (ACS), Cosmic Origins Spectrograph (COS), Space Telescope Imaging Spectrograph (STIS), Wide Field Camera 3 (WFC3), Fine Guidance Sensor (FGS) y Near Infrared Camera and Multi-Object Spectrometer (NICMOS). En la Fig. 3.1 se muestra la distribución de los mismos en el telescopio, y en la Fig. 3.2 un esquema del plano focal del telescopio con la distribución y campo de visión (FOV, por sus siglas en inglés) de los instrumentos.

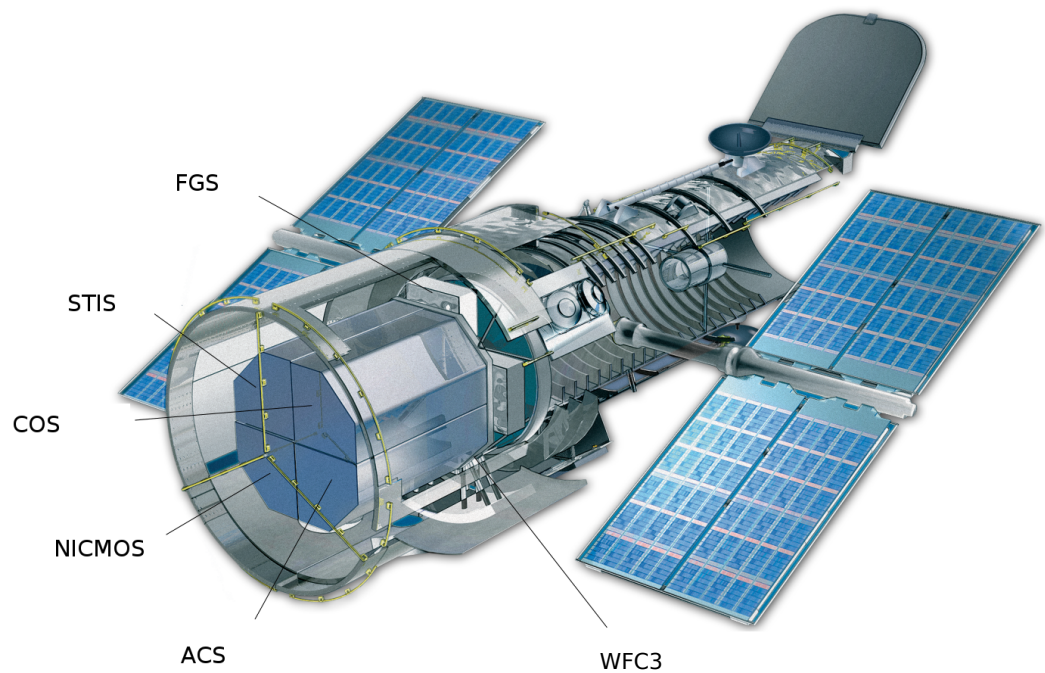


FIGURA 3.1: Instrumentos del Telescopio Espacial Hubble ([www.nasa.gov](http://www.nasa.gov))

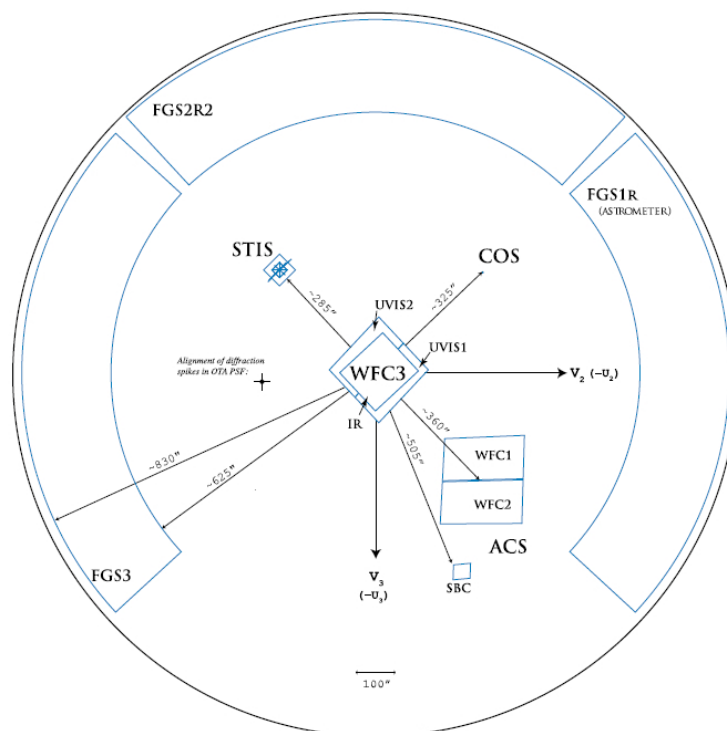


FIGURA 3.2: Esquema del plano focal del HST, donde se indican la posición y FOV de los instrumentos. Imagen tomada del manual de la ACS: *ACS Instrument Handbook*.

### 3.2. The Advanced Camera for Surveys

La ACS es un instrumento de tercera generación del HST, fue instalada en el telescopio espacial el 7 de marzo del 2002 en la misión de servicio 3B (STS-109), reemplazando a FOC (The Faint Object Camera), el cual fue el último instrumento original del telescopio. Esta cámara está montada en uno de los compartimentos para instrumentos detrás del espejo primario del HST (ver Fig. 3.1).

La ACS posee a su vez tres cámaras independientes, cada una optimizada para un propósito específico, proporcionando imágenes de campo amplio, imágenes de alta resolución e imágenes en el ultravioleta respectivamente.

**The Wide Field Camera (WFC):** Tiene un FOV de  $202 \times 202$  arcseg, es sensible desde  $\sim 3500 \text{ \AA}$  hasta  $11000 \text{ \AA}$  y tiene una eficiencia máxima del 48 % en  $7000 \text{ \AA}$ . La escala de la cámara es de  $\sim 0.05''/\text{píxel}$ .

**The High-Resolution Camera (HRC):** Tiene un campo de visión de  $29 \times 26$  arcseg, es sensible desde  $\sim 17000 \text{ \AA}$  hasta  $11000 \text{ \AA}$ , y posee una eficiencia máxima del 29 %. La escala de la cámara es de  $\sim 0.027''/\text{píxel}$ .

**The Solar Blind Camera (SBC):** Tiene un campo de visión de  $34.6 \times 30.5$  arcseg, es sensible desde  $\sim 1150 \text{ \AA}$  hasta  $1700 \text{ \AA}$ , y posee una eficiencia máxima del 7.5 %. La escala de la cámara es de  $\sim 0.032''/\text{píxel}$ .

El diseño de ACS incorpora dos canales ópticos principales, uno para el WFC y otro que es compartido por el HRC y SBC. Cada canal posee óptica correctiva independiente para compensar la aberración esférica en el espejo primario del HST.

### 3.3. The Wide Field Camera

La WFC emplea un mosaico de dos CCDs de  $4096 \times 2048$  píxeles, los píxeles tienen un tamaño de  $15 \times 15 \mu\text{m}$ , la escala es de  $0.049''/\text{píxel}$  y el campo cubierto es de aproximadamente  $3.3' \times 3.3'$ . Estos CCDs juntos, forman un arreglo de  $4096 \times 4096$  píxeles con un gap de aproximadamente 50 píxeles entre los chips. La respuesta espectral de los CCDs es optimizada para imágenes del visible al infrarrojo.

Los CCDs de la WFC son delgados, iluminados por detrás, enfriados mediante enfriadores termo-eléctricos. Ambas cámaras CCD producen una imagen integrada en el tiempo en el modo ACCUM; en este modo el CCD acumula señal durante la exposición en respuesta

a los fotones. Al final de las exposiciones la carga es leída y convertida por el conversor analógico-digital (A/D) de 16 bits en un número entero que puede ir desde 0 hasta 65535. Como en todos los detectores CCDs hay un tiempo y ruido de lectura asociado con la lectura del detector luego de una exposición. El tiempo de exposición mínimo es de 0.5 seg. Para la lectura del cuadro completo, entre sucesivas exposiciones idénticas, el tiempo mínimo es de 135 seg. De todas formas este tiempo puede ser reducido a aproximadamente 35 seg. para la lectura de los subarreglos de la WFC. El rango dinámico para una exposición simple está limitado por la capacidad del pozo de potencial del CCD ( 85000 e<sup>-</sup>). Esto determina la cantidad total de carga que se puede acumular en un pixel durante una exposición, sin saturación. Los rayos cósmicos afectarán todas las exposiciones, y para poder removerlos es necesario que las observaciones estén partidas en múltiples exposiciones.

Esta cámara posee tres elementos ópticos recubiertos con plata para optimizar el rendimiento del instrumento en el visible e IR cercano. Además, comparte dos ruedas de filtro con el HRC, ofreciendo la posibilidad de observaciones internas paralelas para algunas combinaciones de filtros. Estas ruedas contienen filtros de dos tamaños distintos. Algunos filtros son de tamaño completo y pueden ser utilizados tanto en la WFC como en la HRC (*F435W*, *F475W*, *F502N*, *F550M*, *F555W*, *F606W*, *F625W*, *F658N*, *F660N*, *F775W*, *F814W*, *F850LP*, y *G800L*). Otros (*F220W*, *F250W*, *F330W*, *F344N*, *F892N*, *POL0UV*, *POL60UV*, *POL120UV*, *POL0V*, *POL60V*, *POL120V*, y *PR200L*) son más pequeños, dando un campo de visión sin viñetas cuando es usado con la HRC, pero cuando se utiliza con la WFC da un campo de visión viñeteado de tan solo 72 x 72 arcseg. El diseño óptico de esta cámara se muestra en la Fig. 3.3.

### 3.4. Distorsión geométrica

Todas las observaciones de la ACS deben ser corregidas por distorsión antes de realizar la fotometría o astrometría. La causa principal de esta distorsión es que al diseñarse la óptica se tomó en cuenta la corrección de la aberración esférica introducida por el montaje óptico del telescopio (OTA, por sus siglas en inglés), sin introducir la aberración coma. Esto resultó en un alto rendimiento pero con superficies focales lejos de ser normales a los rayos principales. El detector WFC está inclinado a 22°, dando un alargamiento de 8 % a lo largo de la diagonal. Los detectores HRC y SBC tienen una inclinación de 25° dando un alargamiento del 12 %. En cada caso, la escala en arcseg por píxel es menor a lo largo de la dirección radial del campo de visión de la OTA, que a lo largo de la dirección tangencial. Esto hace, que cuando se proyectan en el cielo, cada detector aparezca en forma de rombo en lugar de en forma cuadrada. El ángulo en el cielo entre el eje X e Y es de 84.9° para WFC1, 86.1° para WFC2 y 84.2° para el HRC (ver Fig. 3.4). Estas no son las únicas distorsiones presentes. Un efecto más problemático es la variación de



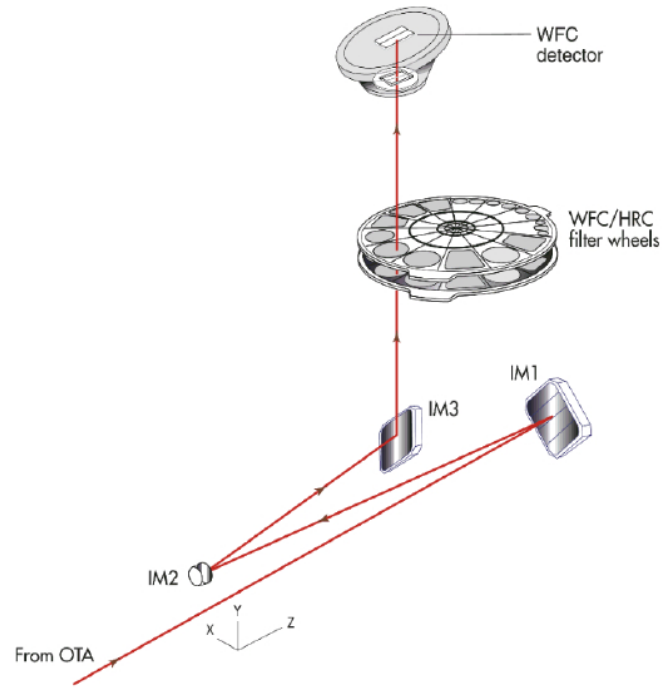


FIGURA 3.3: Diseño óptico de la cámara ACS/WFC. Figura tomada del manual de la ACS: *ACS Instrument Handbook*.

escala y del área de píxeles a través de cada detector. Para la WFC esto equivale a un cambio de  $\sim 10\%$  en la escala de esquina a esquina. Para la HRC y SBC esta variación es sólo alrededor de  $1\%$ , ya que estos detectores cubren un campo de visión mucho más pequeño. El área del cielo cubierta por un píxel de la WFC varía alrededor del  $\sim 18\%$  de esquina a esquina.

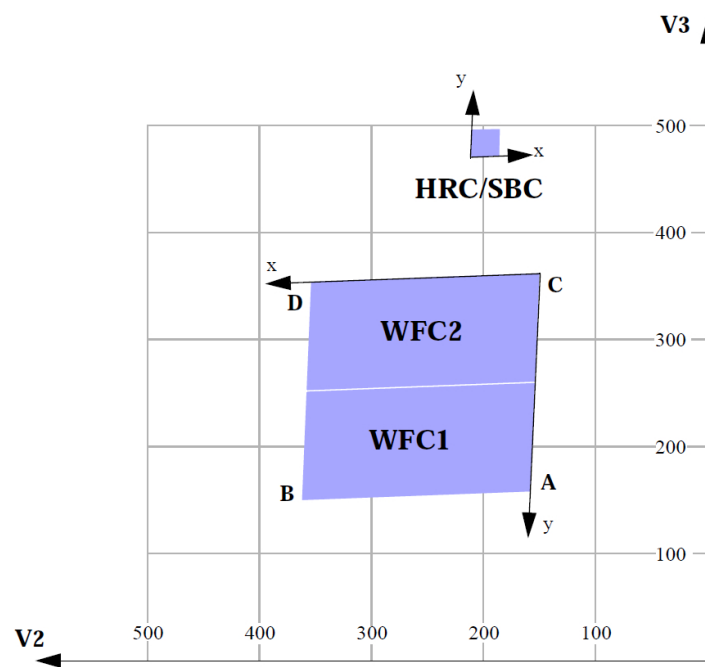


FIGURA 3.4: Distorsión geométrica de la cámara ACS. Figura tomada del manual de la ACS: *ACS Instrument Handbook*.

## Capítulo 4

# Datos

### 4.1. Observaciones

Las imágenes utilizadas en esta Tesis fueron obtenidas con la cámara ACS/WFC y obtenidas de la base de datos del instituto del Telescopio Espacial (STScI): *Hubble Legacy Archive*<sup>1</sup>. Se emplearon las siguientes observaciones para cada galaxia:

**NGC 300** Se observaron seis campos pertenecientes a distintas zonas de la galaxia (ver Fig. 4.1). Las observaciones se realizaron en los filtros  $F435W$ ,  $F555W$  y  $F814W$ . Los detalles de las observaciones se muestran en la Tabla 4.1. Las imágenes color de los campos observados se muestran en la Fig. 4.2.

**NGC 253** Se observaron cinco campos de la cámara ACS/WFC que cubren una longitud total de aproximadamente  $16'$ , abarcando más de media galaxia (ver Fig. 4.3). Se utilizaron los filtros de banda ancha  $F475W$ ,  $F606W$  y  $F814W$  (ver Tabla 4.1 para detalles de las observaciones). Las imágenes color de cada uno de los cinco campos se muestran en la Fig. 4.4.

**NGC 247** Se utilizaron imágenes de tres campos de la galaxia NGC 247 que cubren la mitad sur de la galaxia abarcando una longitud de  $\sim 10'$  (ver Fig. 4.5). Las imágenes fueron obtenidas en las bandas  $F475W$ ,  $F606W$  y  $F814W$ . Los detalles de las observaciones se encuentran listados en la Tabla 4.1. En la Fig. 4.6 se presentan imágenes color de los tres campos observados.

---

<sup>1</sup><http://hla.stsci.edu>

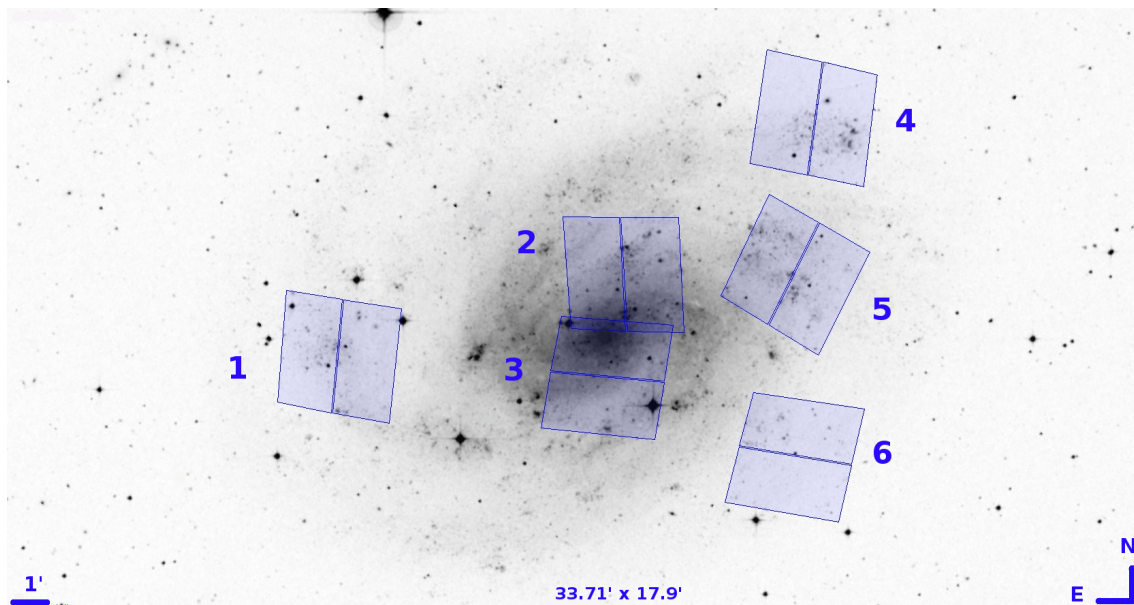


FIGURA 4.1: Campos de la cámara ACS/WFC observados en NGC 300 superpuestos en una imagen DSS de la galaxia.

**NGC 2403** Se utilizaron observaciones de un campo central de la galaxia obtenido con la cámara ACS/WFC en los filtros  $F475W$ ,  $F606W$  y  $F814W$  (ver Fig. 4.7 y Tabla 4.1). En la Fig. 4.8 se muestra una imagen color del campo observado.

## 4.2. Fotometría

Los datos fotométricos utilizados en esta Tesis fueron obtenidos de la base de datos MAST del STScI<sup>2</sup>, y corresponden a los “*star files*” del *ACS Nearby Galaxy Survey* (ANGST).

La fotometría fue realizada por Dalcanton et al. (2008) y se llevó a cabo sobre las imágenes corregidas por bias y flat producidas por la pipeline de la ACS (OPUS), utilizando el software DOLPHOT<sup>3</sup> adaptado para la cámara ACS (Dolphin, 2000). Con el fin de remover rayos cósmicos se combinaron todas las imágenes en una sola utilizando la tarea `multidrizzle` del software PyRAF. Luego, para calcular el flujo de cada estrella, ellos realizaron fotometría PSF (Point Spread Function) sobre las imágenes individuales sin combinar. Para esto, utilizaron los modelos de PSF para la ASC generados usando el código `Tiny Tim`<sup>4</sup> desarrollado por J. Krist y R. Hook, teniendo en cuenta la aberración óptica del HST y oscurecimientos, así como también la función de respuesta de los píxeles del CCD y la dependencia de los campos con la distorsión geométrica. En el trabajo de Jee et al. (2007), se mostró que el ancho y forma de la PSF de `Tiny Tim` coincide con la PSF real a lo largo de los dos chips de la ACS. Adicionalmente, DOLPHOT realiza ajustes

<sup>2</sup><https://archive.stsci.edu/>

<sup>3</sup><http://americano.dolphinim.com/dolphot/>

<sup>4</sup><http://www.stsci.edu/software/tinytim/>

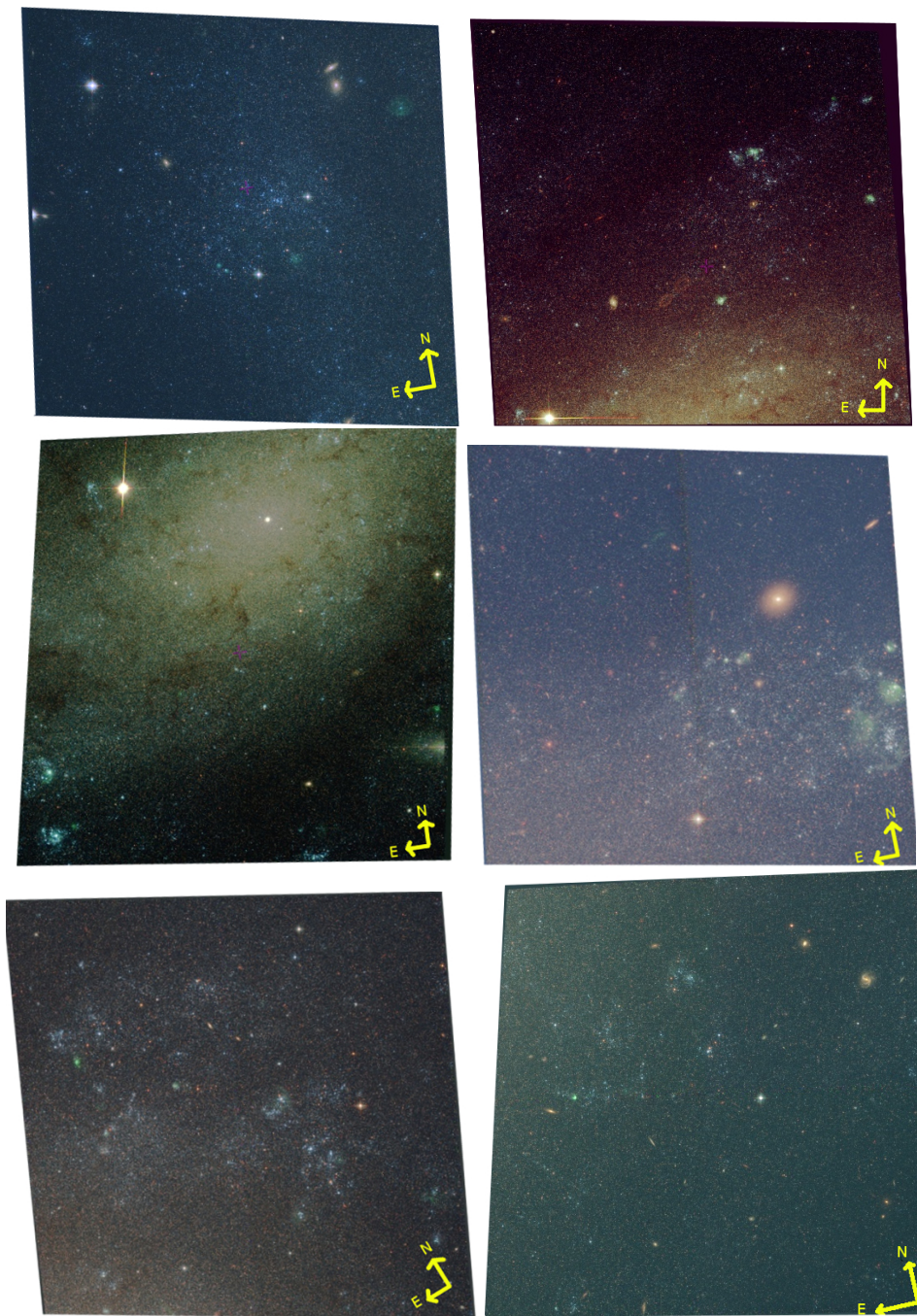


FIGURA 4.2: Imágenes color de cada uno de los 6 campos observados en NGC 300. Cada una de ellas cubre un campo de  $3.3' \times 3.3'$ . De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo, campo 1, 2, 3, 4, 5 y 6. Las imágenes color fueron obtenidas con *Aladin* combinando las bandas observadas de la siguiente manera:  $F435W$ =azul,  $F555W$ =verde y  $F814W$ =rojo.

TABLA 4.1: Detalles de las observaciones

Galaxia	Campo	Filtro	$N_{exp}$	$t_{exp}$ [seg]	Fecha	Programa	PI	Ciclo del HST
NGC 300	1	F435W	3	1080	17-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	1	F555W	3	1080	17-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	1	F814W	4	1140	17-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	2	F435W	3	1080	19-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	2	F555W	3	1080	19-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	2	F814W	4	1140	19-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	3	F435W	3	1080	28-09-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	3	F555W	3	1080	28-09-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	3	F814W	4	1140	28-09-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	4	F435W	3	1080	21-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	4	F555W	3	1080	21-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	4	F814W	4	1140	21-07-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	5	F435W	3	1080	25-12-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	5	F555W	3	1080	25-12-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	5	F814W	4	1140	25-12-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	6	F435W	3	1080	26-09-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	6	F555W	3	1080	26-09-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 300	6	F814W	4	1140	26-09-2002	GO-9492	F. Bresolin	11
NGC 253	1	F475W	3	2256	19-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	1	F606W	3	2883	19-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	1	F814W	3	2253	19-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	2	F475W	2	1482	08-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	2	F606W	2	1508	08-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	2	F814W	2	1534	08-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	3	F475W	2	1482	15-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	3	F606W	2	1508	15-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	3	F814W	2	1534	15-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	4	F475W	2	1482	09-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	4	F606W	2	1508	09-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	4	F814W	2	1534	09-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	5	F475W	2	1482	13-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	5	F606W	2	1508	13-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 253	5	F814W	2	1534	13-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	1	F475W	3	2253	22-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	1	F606W	3	2280	22-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	1	F814W	3	2250	22-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	2	F475W	2	1480	20-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	2	F606W	2	1507	20-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	2	F814W	2	1534	20-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	3	F475W	2	1480	21-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	3	F606W	2	1507	21-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 247	3	F814W	2	1534	21-09-2006	GO-10915	J. Dalcanton	15
NGC 2403	1	F475W	2	1200	17-08-2004	GO-10182	A. Filippenko	13
NGC 2403	1	F606W	2	700	17-08-2004	GO-10182	A. Filippenko	13
NGC 2403	1	F814W	2	700	17-08-2004	GO-10182	A. Filippenko	13



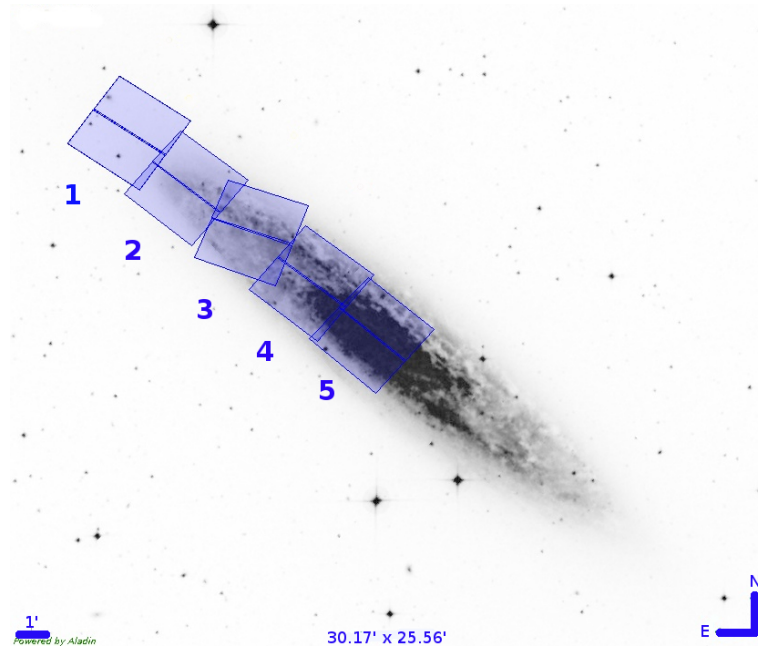


FIGURA 4.3: Campos de la cámara ACS/WFC observados en NGC 253 superpuestos en una imagen DSS de la galaxia.

menores a la PSF de *Tiny Tim* utilizando las estrellas más brillantes y aisladas para corregir los cambios en la PSF debido a las variaciones de temperatura del telescopio. Estos ajustes generalmente afectan la fotometría en el orden de 0.01 mag.

Además, DOLPHOT utiliza las estrellas más aisladas del campo para determinar la corrección de apertura a las magnitudes PSF, donde se tiene en cuenta cualquier diferencia entre la PSF real y el modelo. Estas correcciones en general son menores a 0.05 mag para una dada exposición. Luego de aplicar las correcciones de apertura a cada exposición, se corrige por la eficiencia en la transferencia de carga de los detectores de la ACS, utilizando los coeficientes dados por ACS-ISR 2004-006<sup>5</sup>. A continuación, se combinan las exposiciones individuales resultantes y se transforman las cuentas medidas al sistema VEGAMAG, utilizando los punto cero de Sirianni et al. (2005) para cada filtro.

El catálogo resultante (ver Fig. 4.9) contiene todos los objetos que fueron clasificados por DOLPHOT como estrellas. Esto es, el catálogo contiene aquellos objetos que no fueron clasificados como extendidos o elongados, que no presentaban un pico muy marcado, o que estaban altamente saturados. Tampoco se consideraron objetos que estaban cortados significativamente por el borde del chip, o que presentaban baja relación señal-ruido ( $\leq 4$ ) en al menos dos filtros. En la Fig. 4.10 se muestran los errores fotométricos en las bandas observadas para los objetos pertenecientes al catálogo final de cada una de las galaxias estudiadas. Vemos que los errores se mantienen relativamente bajos ( $\leq 0.1$ ) para magnitudes menores a  $\sim 24$ – $25$  en todas las galaxias.

<sup>5</sup>Disponible en <http://www.stsci.edu>

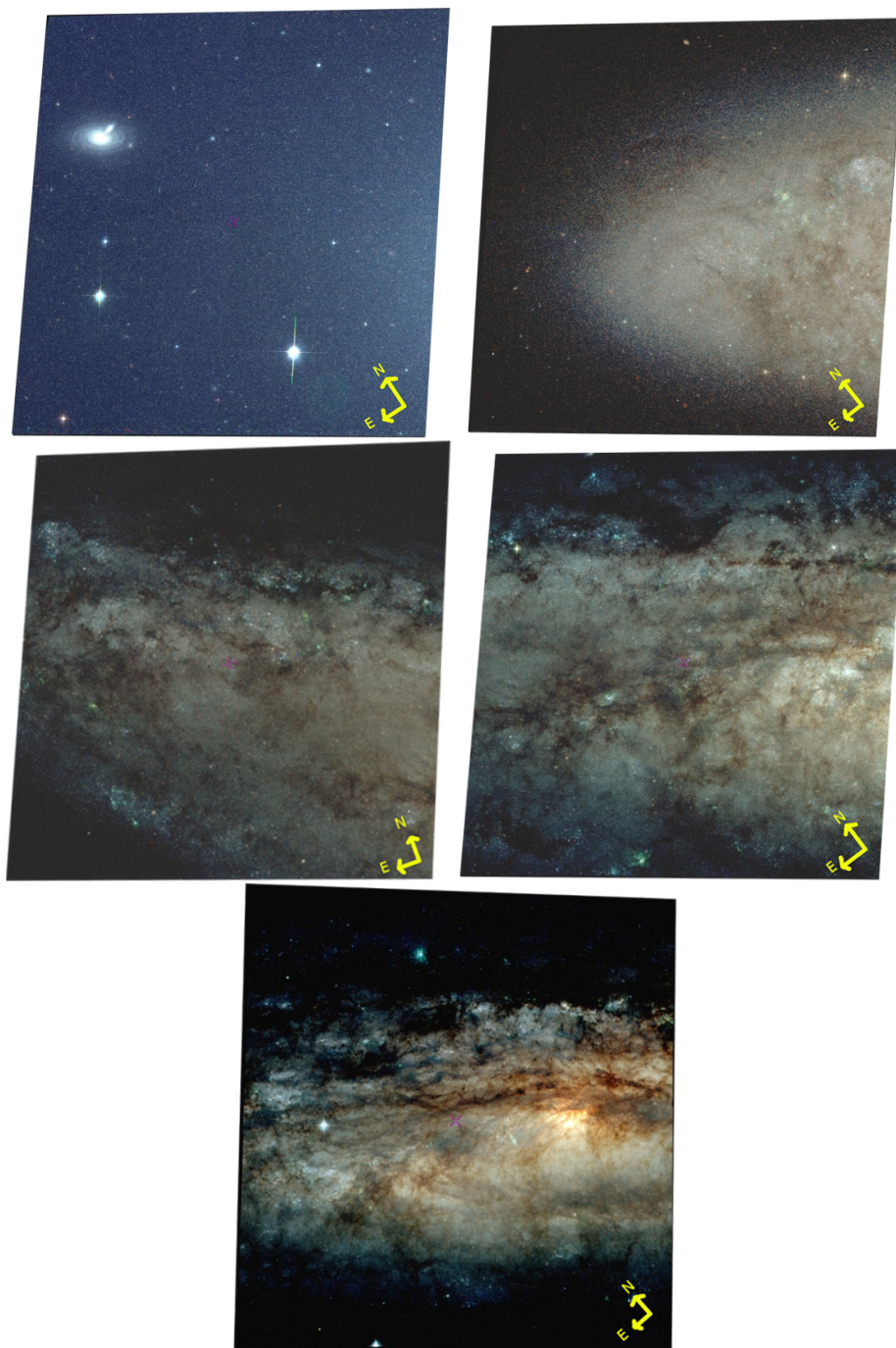


FIGURA 4.4: Imágenes color de cada uno de los 5 campos observados en NGC 253. Cada una de ellas cubre un campo de  $3.3' \times 3.3'$ . De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo, campo 1, 2, 3, 4 y 5. Las imágenes color fueron obtenidas con **Aladin** combinando las bandas observadas de la siguiente manera:  $F475W$ =azul,  $F606W$ =verde y  $F814W$ =rojo.



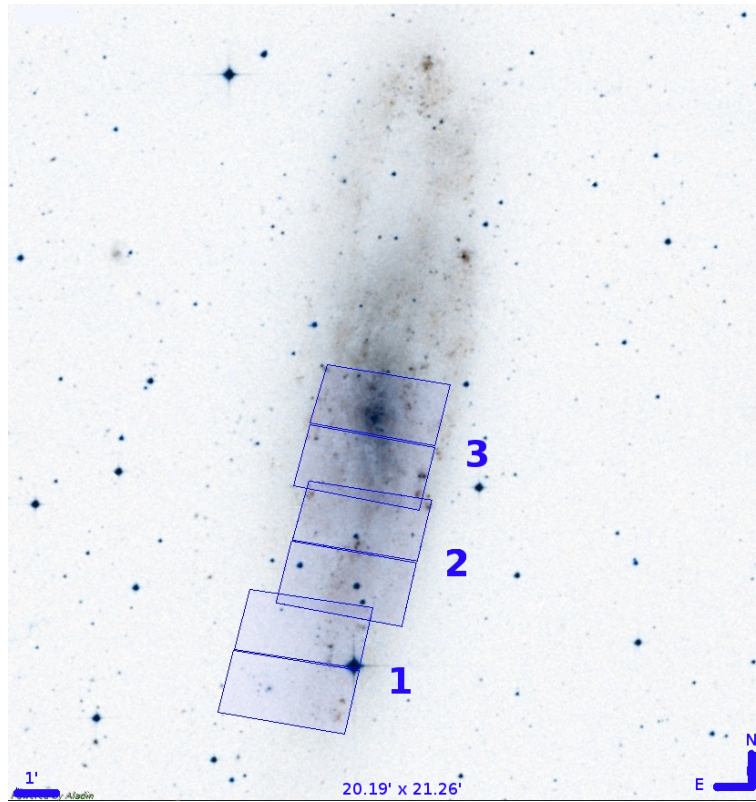


FIGURA 4.5: Campos de la cámara ACS/WFC observados en NGC 247 sobre una imagen DSS de la galaxia.

En las Figs. 4.11 se presentan los diagramas color-magnitud  $F555W$  contra  $F435W$  -  $F555W$  y  $F555W$  contra  $F555W$  -  $F814W$  para NGC 300 y los diagramas  $F606W$  contra  $F475W$  -  $F606W$  y  $F606W$  contra  $F606W$  -  $F814W$  para NGC 253, NGC 247 y NGC 2403, donde se muestran todos los objetos del catálogo. Estos diagramas además son diagramas de Hess, donde los distintos colores indican la densidad relativa de estrellas, yendo de azul (menor densidad) a rojo (mayor densidad). En ellos, es posible distinguir diferentes poblaciones estelares. A la izquierda se aprecia una secuencia de estrellas que se extiende hacia las magnitudes más brillantes y corresponde a la secuencia principal, pegada a esta, hacia a la derecha, se puede ver en NGC 300 y NGC 247 la secuencia del helio. También se observa una secuencia a la derecha de los diagramas que corresponde a estrellas rojas quemando helio.

### 4.3. Correcciones astrométricas para NGC 300

Se utilizó ALADIN<sup>6</sup> para comparar las imágenes de los campos observados en cada galaxia con los respectivos catálogos dados por Dalcanton et al. (2008). En general, se encontró una buena coincidencia entre ambos. Solo NGC 300 presentó una diferencia sistemática

<sup>6</sup><http://aladin.u-strasbg.fr/>

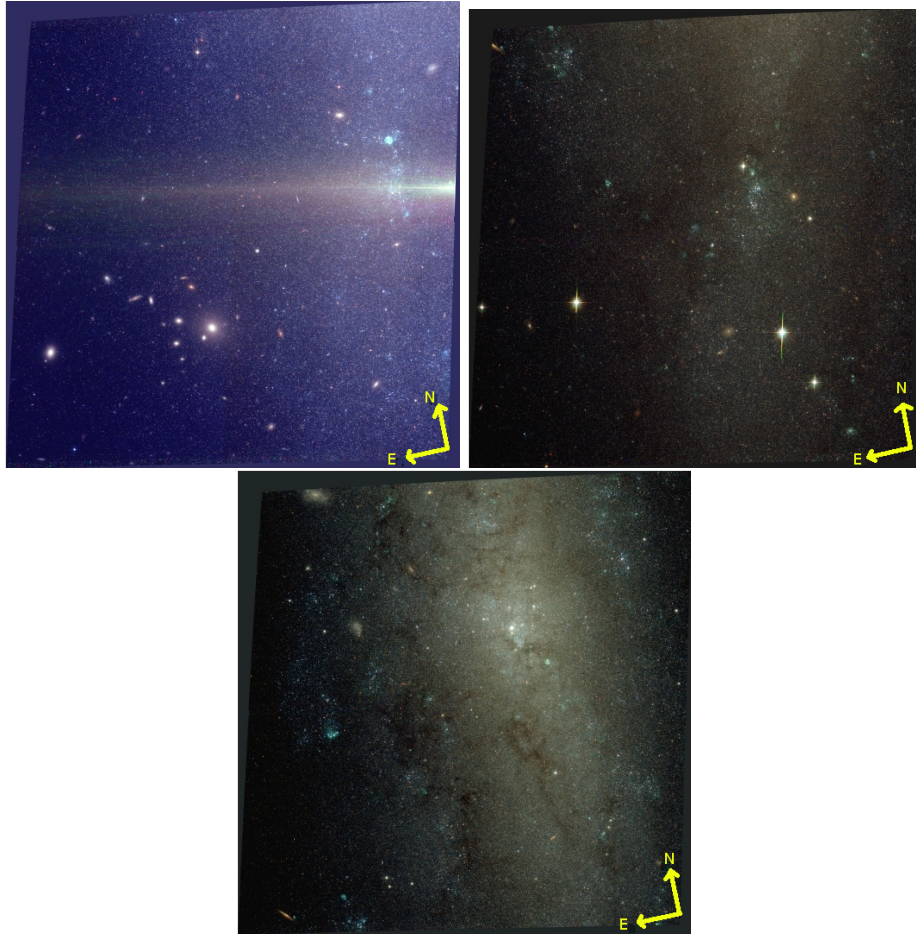


FIGURA 4.6: Imágenes color de cada uno de los 3 campos observados en NGC 247. Cada una de ellas cubre un campo de  $3.3' \times 3.3'$ . De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo, campo 1, 2 y 3. Las imágenes fueron obtenidas con *Aladin* combinando las bandas observadas de la siguiente manera:  $F475W$ =azul,  $F606W$ =verde y  $F814W$ =rojo.

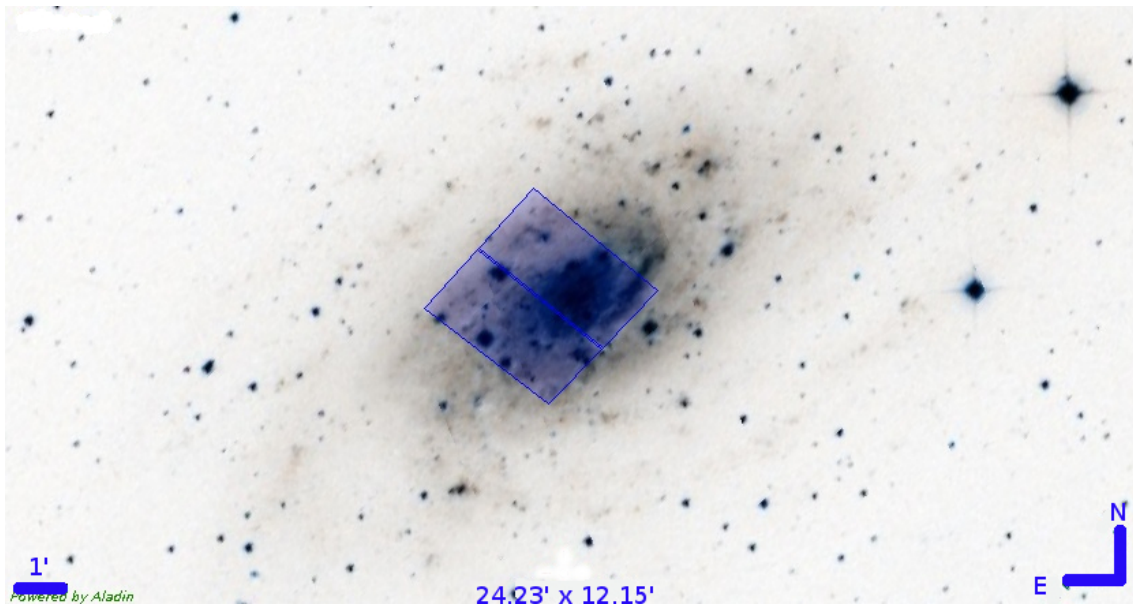


FIGURA 4.7: Campo de la cámara ACS/WFC observado en NGC 2403 sobre una imagen DSS de la galaxia.





FIGURA 4.8: Imagen color del campo observado en NGC 2403. La imagen cubre un campo de  $3.3' \times 3.3'$ . Esta imagen se obtuvo combinando las bandas  $F435W$  (azul),  $F555W$  (verde) y  $F814W$  (rojo) con Aladin.

#	raj2000	dej2000	F435W	e_435	F555W	e_555	F814W	e_814	B	V	I	id
13.90981330877188	-37.699330902075076	18.435	0.0010	18.322	0.0030	18.138	0.0010	18.469	18.27	18.095	1	
13.893539810236721	-37.69017181394032	20.01	0.0030	19.037	5.001	99.9999	9.9999	19.968	18.937	99.9999	2	
13.88322582250479	-37.694203948950076	19.141	0.0020	19.044	0.0020	18.83	0.0010	19.176	18.991	18.787	3	
13.9104484558666	-37.679547882055545	19.142	0.0020	19.117	0.0020	18.986	0.0020	19.183	19.068	18.943	4	
13.891591453608301	-37.6872764587157	19.296	0.0020	19.211	0.0020	19.0	0.0020	19.332	19.159	18.957	5	
13.89801540380361	-37.68860015866688	19.162	0.0020	19.326	0.0020	19.424	0.0020	19.22	19.289	19.379	6	
13.92494907384756	-37.69473419187	19.975	0.0030	19.462	0.0020	18.702	0.0010	19.971	19.385	18.659	7	
13.90962352758291	-37.69452056882313	19.862	0.0020	19.49	0.0020	18.857	0.0020	19.87	19.42	18.814	8	
13.9235967636669	-37.683087921118045	19.477	0.0020	19.495	0.0020	19.403	0.0020	19.522	19.449	19.361	9	
13.885489845331941	-37.707673644995	19.624	0.0020	19.523	0.0020	19.523	0.0020	19.663	19.477	19.48	10	
13.90213527685049	-37.670960998510616	19.514	0.0020	19.64	0.0020	19.691	0.0020	19.569	19.6	19.646	11	
13.90772285467032	-37.668717956518435	19.772	0.0020	19.745	0.0020	19.609	0.0020	19.812	19.697	19.566	12	
13.888759994562891	-37.7132774352782	19.831	0.0020	19.893	0.0030	19.87	0.0020	19.88	19.85	19.827	13	
13.89688148504141	-37.69763336179188	19.862	0.0030	19.903	0.0030	19.898	0.0030	19.91	19.86	19.855	14	
13.86676540380361	-37.67907104489735	19.723	0.0020	19.966	0.0040	20.035	0.0030	19.785	19.93	19.989	15	
13.89811077123525	-37.68341979978016	20.035	0.0030	20.029	0.0030	19.889	0.0020	20.077	19.981	19.846	16	
13.890737915095121	-37.69584808347156	22.13	0.0080	20.159	0.0030	17.679	0.0020	21.995	19.997	17.665	17	
13.900722885187891	-37.69444427487782	20.997	0.0040	20.16	0.0030	19.316	0.0020	20.97	20.072	19.274	18	
13.91375103002432	-37.68856964108875	20.046	0.0030	20.187	0.0030	20.339	0.0040	20.104	20.151	20.294	19	
13.893257522639061	-37.68774948117664	20.033	0.0030	20.267	0.0030	20.466	0.0030	20.098	20.234	20.419	20	
13.881908021520498	-37.686975097631716	21.943	0.0060	20.286	5.001	99.9999	9.9999	21.841	20.148	99.9999	21	
13.89144077306631	-37.68872604367664	20.145	0.0030	20.291	0.0030	20.388	0.0030	20.202	20.253	20.344	22	
13.89880218511465	-37.697229003881716	20.251	0.0050	20.301	0.0050	20.377	0.0060	20.301	20.26	20.333	23	
13.86649551397207	-37.69685134885242	20.229	0.0030	20.338	0.0030	20.421	0.0030	20.283	20.299	20.377	24	
13.895784759577541	-37.695989227270395	20.434	0.0040	20.472	0.0030	20.549	0.0030	20.483	20.431	20.505	25	
13.881522560175691	-37.69733581540515	21.869	0.0060	20.473	5.002	99.9999	9.9999	21.79	20.35	99.9999	26	
13.88999500280264	-37.720388030981326	20.334	0.0060	20.474	0.0060	20.572	0.0070	20.39	20.436	20.528	27	
13.918935203608301	-37.66210708615711	20.336	0.0030	20.477	0.0040	20.413	0.0030	20.389	20.435	20.369	28	
13.907883071955471	-37.67323074338367	20.357	0.0030	20.478	0.0040	20.461	0.0030	20.41	20.437	20.418	29	
13.901839637812401	-37.69059143063953	20.404	0.0030	20.48	0.0040	20.493	0.0030	20.454	20.438	20.45	30	
13.90876522069814	-37.66845092770985	21.925	0.0060	20.494	0.0030	17.797	0.0010	21.818	20.337	17.779	31	
13.89289894109609	-37.68987808225086	22.386	0.0080	20.578	0.0030	18.59	0.0010	22.273	20.435	18.566	32	
13.901113891657621	-37.69413909909656	20.521	0.0030	20.595	0.0030	20.579	0.0030	20.571	20.552	20.536	33	
13.89781417852285	-37.68554840085438	20.557	0.0030	20.635	0.0040	20.554	0.0030	20.606	20.591	20.511	34	
13.89062252050283	-37.69587478635243	20.611	0.0030	20.707	0.0040	20.761	0.0040	20.664	20.667	20.717	35	
13.88203182226065	-37.71882400510242	20.59	0.0040	20.716	0.0040	20.718	0.0040	20.644	20.675	20.674	36	
13.890387916621	-37.689691162084834	22.499	0.0090	20.719	0.0040	18.816	0.0010	22.39	20.58	18.79	37	
13.867117309626371	-37.69726715085438	20.573	0.0030	20.722	0.0040	20.888	0.0040	20.632	20.686	20.843	38	
13.919851684626371	-37.668603515600466	23.39	0.016	20.748	5.003	99.9999	9.9999	23.204	20.557	99.9999	39	

FIGURA 4.9: Primeras líneas del catálogo fotométrico obtenido por Dalcanton et al. (2008) para el campo 1 de la galaxia NGC 300 (ver Fig. 4.1)

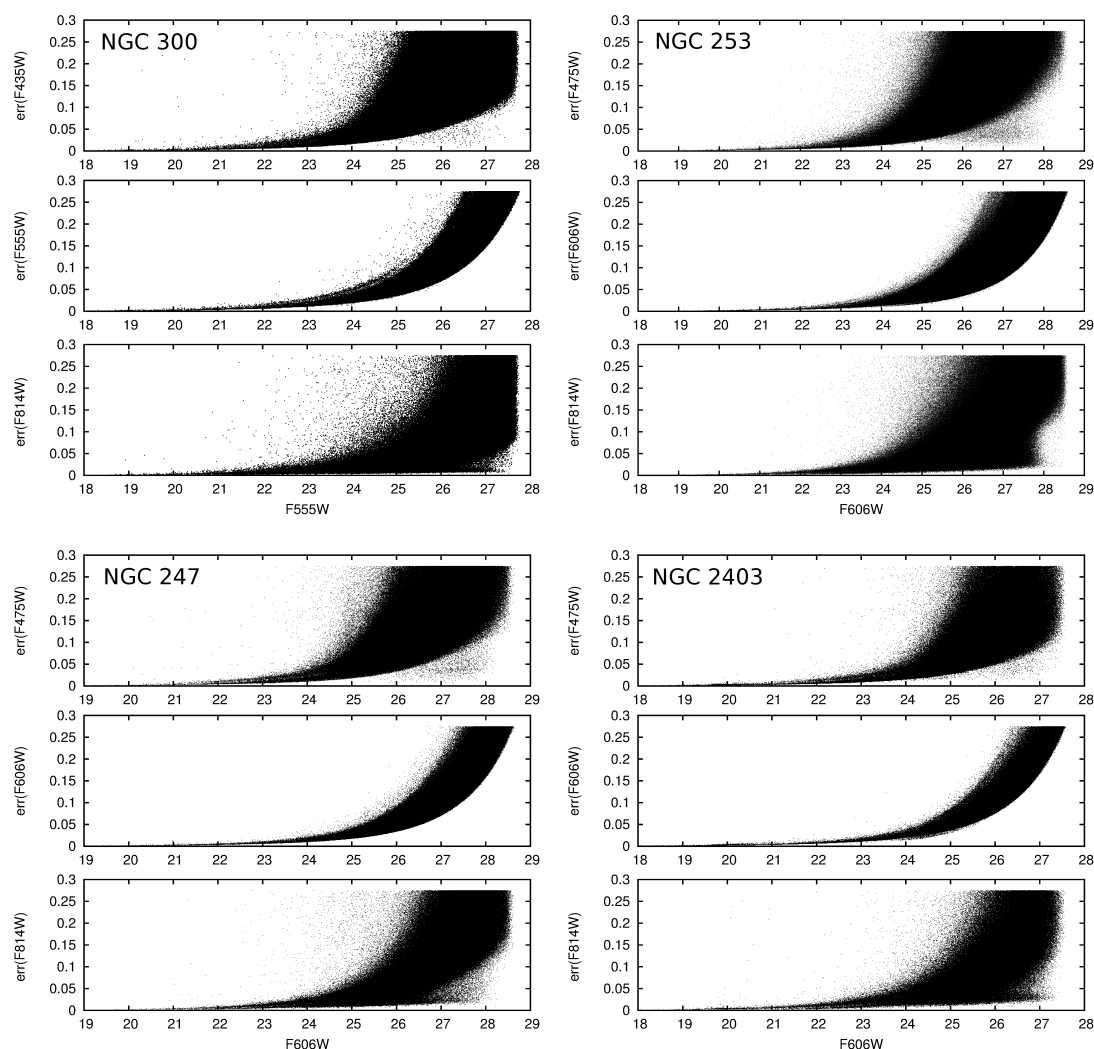


FIGURA 4.10: Errores en la fotometría correspondiente a las tres bandas observadas para cada galaxia. De izquierda a derecha y de arriba hacia abajo (en conjunto de tres): NGC 300, NGC 253, NGC 247, NGC 2403.

entre el Sistema Mundial de Coordenadas (WCS, por sus siglas en ingles) indicado en el *header* de las imágenes y las coordenadas dadas por el catálogo de ANGST.

A través de la comparación de las posiciones con los catálogos astrométricos UCAC 4 y GSC2.3, se pudo verificar que las coordenadas WCS eran correctas. A continuación, se evaluó precisamente la diferencia entre los dos sistemas de coordenadas. Para ello, utilizamos la tarea `xy2rd` del paquete de IRAF<sup>7</sup> `stdas`, obteniendo las coordenadas WCS de algunos objetos brillantes no saturados en las imágenes *F555W* de cada campo. Las correcciones dadas en la Tabla 4.2 fueron aplicadas a todos los objetos del catálogo de Dalcanton et al. (2008). Finalmente, comparamos el catálogo resultante con sus correspondientes imágenes. El catálogo y las imágenes coincidían bien, aunque aún persistía una pequeña distorsión relativa ( $\sim 0.1''$ ) sobre algunos campos.

<sup>7</sup>[iraf.noao.edu/](http://iraf.noao.edu/)

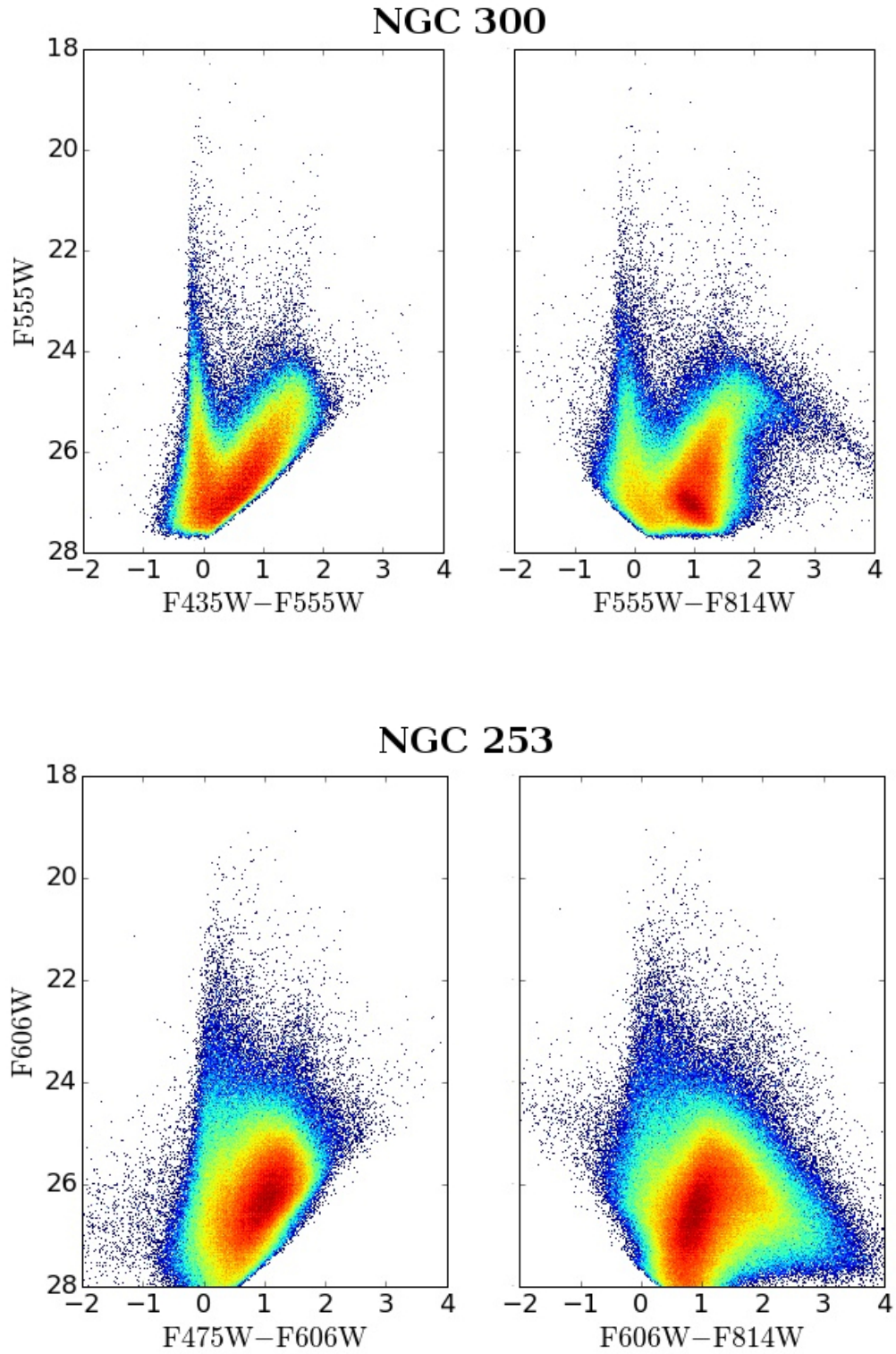


FIGURA 4.11: Combinación de CMDs y diagramas de Hess de las galaxias estudiadas, el gradiente de color indica la densidad relativa de estrellas, donde el color azul indica las regiones menos densas y el rojo las más densas.

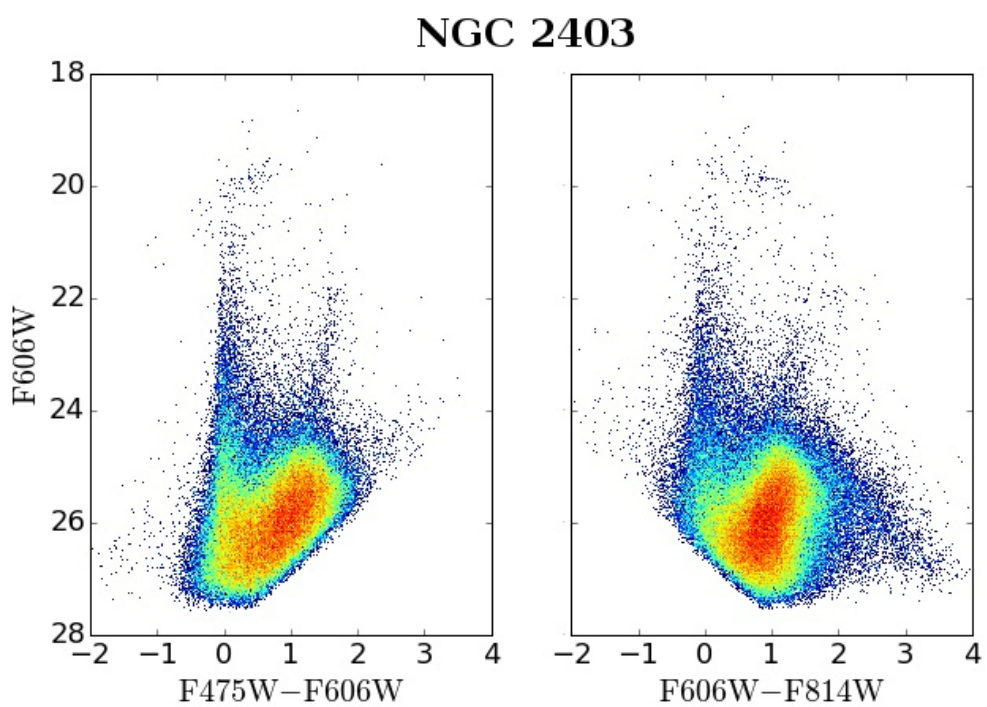
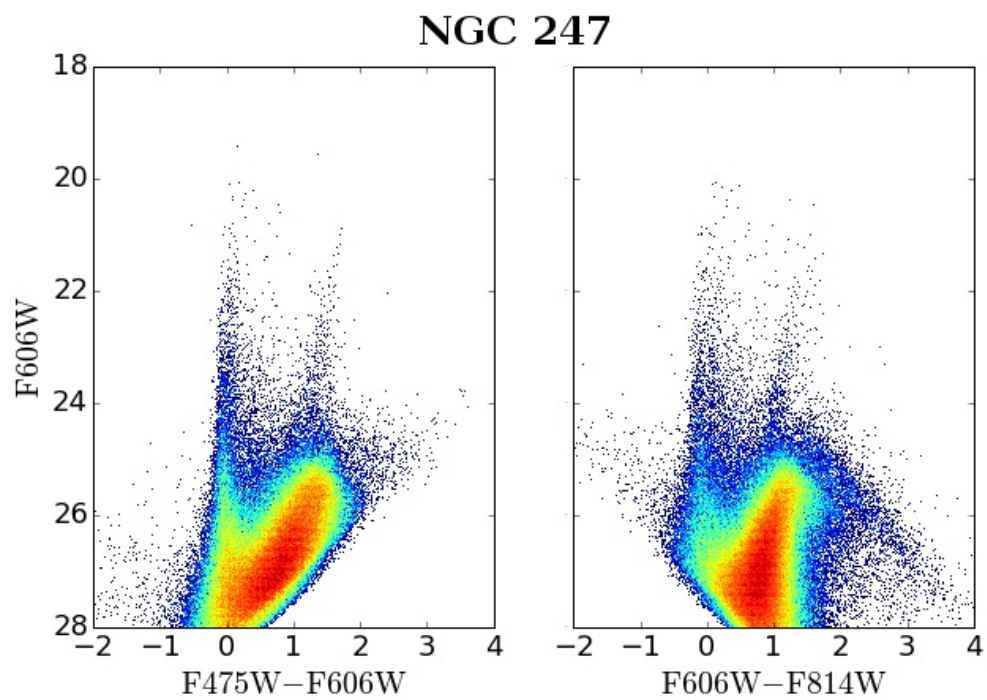


FIGURA 4.11: continuación

TABLA 4.2: Correcciones aplicadas a las coordenadas dadas por Dalcanton et al. (2008) para NGC 300. En la Columna 1 se indica el ID de cada campo, las correcciones correspondientes están dadas en las Columnas 2 y 3. La Columna 4 lista el número de estrellas utilizadas en el proceso de alineamiento.

Campo	$\Delta\alpha \cos(\delta) ["]$	$\Delta\delta ["]$	N
1	$3,283 \pm 0,024$	$-1,434 \pm 0,044$	5
2	$0,335 \pm 0,021$	$-2,316 \pm 0,087$	3
3	$-1,247 \pm 0,032$	$-0,462 \pm 0,050$	3
4	$0,519 \pm 0,027$	$-2,541 \pm 0,078$	3
5	$-0,355 \pm 0,018$	$0,886 \pm 0,007$	6
6	$-0,021 \pm 0,004$	$0,029 \pm 0,009$	7

TABLA 4.3: Correcciones astrométricas aplicadas a los campos 2 y 3 de NGC 300 para poder juntarlos en una sola tabla.

Campo	$\Delta\alpha \cos(\delta) ["]$	$\Delta\delta ["]$
2	-0.107	-0.137
3	0.107	0.137

#### 4.4. Correlación de catálogos

Los catálogos dados por Dalcanton et al. (2008) proveen información fotométrica a través de tres tablas por cada campo. Es decir, 18 tablas para NGC 300, 15 tablas para NGC 253, 9 tablas para NGC 247 y 3 tablas para NGC 2403. Cada una de estas tablas contiene las magnitudes en sólo dos bandas para cada objeto. Por lo tanto, a partir de ellas, construimos para cada campo un catálogo conteniendo la información de las tres bandas. Para esto utilizamos el software **STILTS**<sup>8</sup> con lógica “OR” entre tablas con las bandas  $F555W - F435W$  y  $F814W - F555W$  en el caso de NGC 300, y entre tablas con las bandas  $F606W - F475W$  y  $F814W - F606W$  en el caso de NGC 253, NGC 247 y NGC 2403.

##### 4.4.1. Superposición de campos adyacentes

**NGC 300** En esta galaxia los campos 2 y 3 se superponen ligeramente (ver Fig. 4.1) Por lo tanto, ya que las estrellas en la región de superposición tienen errores comparables, para las mismas se tomó una magnitud final igual al promedio entre la magnitud de la estrella en cada campo. En la Fig. 4.12 se muestran las diferencias en magnitud para las estrellas en esta zona. Luego, utilizando **STILTS** se desplazaron ligeramente las coordenadas de cada campo para poder juntar la información de las dos tablas en una sola. En la Tabla 4.3 se muestran las correcciones aplicadas a las coordenadas de cada campo.

<sup>8</sup><http://www.star.bris.ac.uk/~mbt/stilts/>



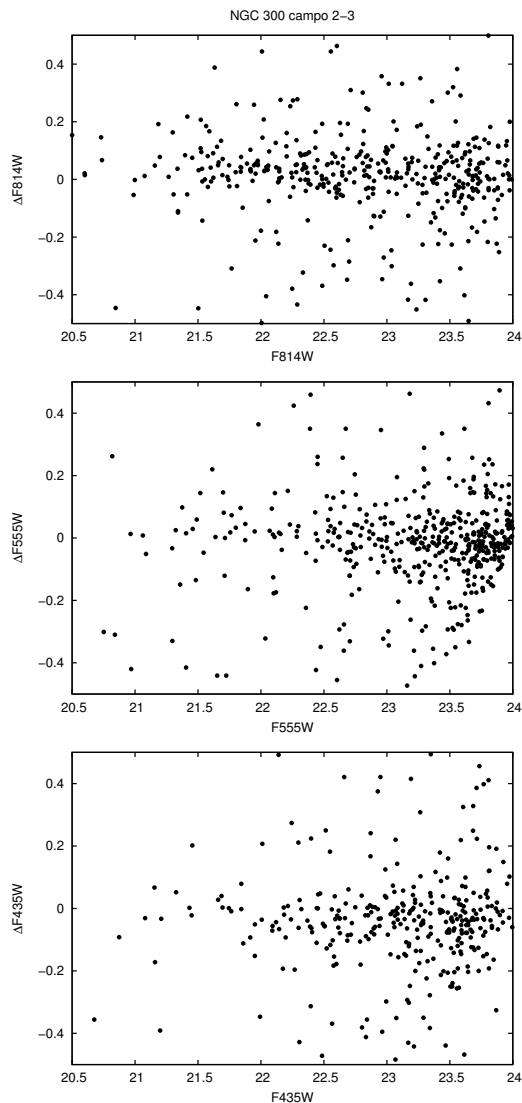


FIGURA 4.12: Diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 2 y 3 de NGC 300.

**NGC 253** En esta galaxia todos los campos adyacentes se superponen ligeramente (ver Fig. 4.3). Utilizando *STILTS* juntamos la información de los cinco campos en una sola tabla con 2 978 470 objetos. Para los objetos en la región de superposición, al igual que en el caso de NGC 300, tomamos la magnitud promedio de los dos campos. Las diferencias en magnitud para las estrellas en una de estas regiones se muestra en la Fig. 4.13. Luego, corrimos ligeramente las coordenadas de cada campo para que coincidieran con las dadas en el catálogo de Gaia<sup>9</sup>. En la Tabla 4.4 se muestran las correcciones aplicadas a cada campo con el fin de juntar la información correspondiente en una sola tabla.

**NGC 247** Al igual que en los casos anteriores, para las estrellas en la región de superposición (ver. Fig. 4.5) se tomó una magnitud promedio. En la Fig. 4.14 se muestran

<sup>9</sup><https://www.cosmos.esa.int/web/gaia>



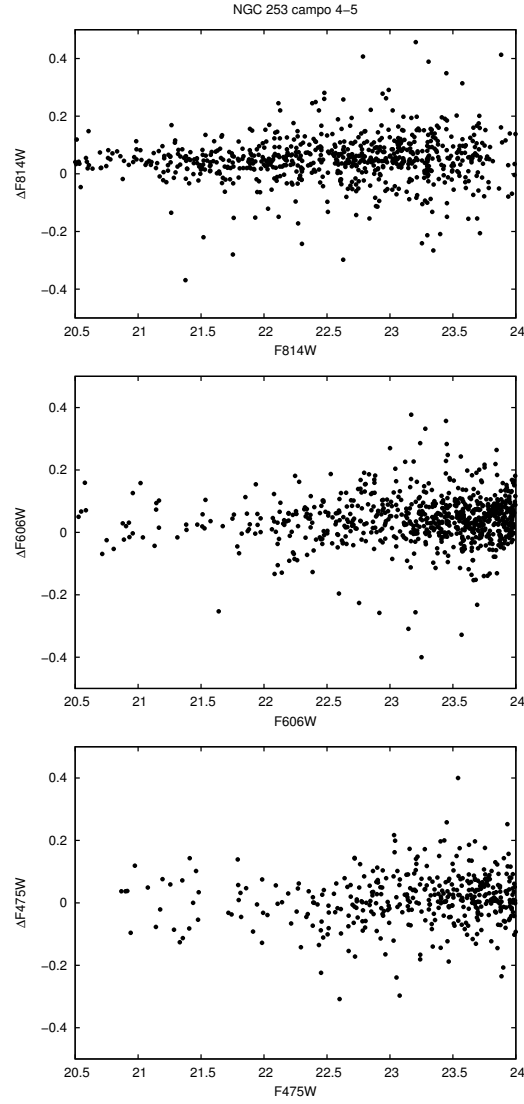


FIGURA 4.13: Diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 4 y 5 de NGC 253.

TABLA 4.4: Correcciones astrométricas aplicadas a NGC 253. Columna 1: ID(campo corrido)-ID(campo a coincidir). Columnas 2 y 3: correcciones aplicadas a las coordenadas.

Campo	$\Delta\alpha \cos(\delta) ["]$	$\Delta\delta ["]$
5-gaia	-0.056	0.078
4-5	0.278	-0.480
3-4	0.252	0.285
2-3	-0.022	0.022
1-2	-1.055	-0.096

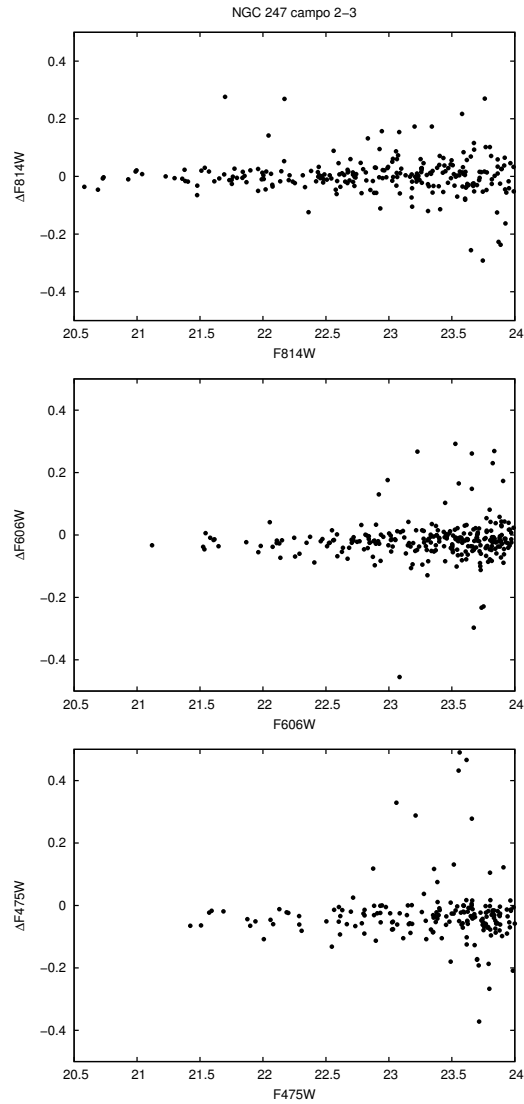


FIGURA 4.14: Diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 2 y 3 de NGC 247.

TABLA 4.5: Correcciones astrométricas aplicadas a los campos 2 y 3 de NGC 247 para hacerlos coincidir con el campo 1

Campo	$\Delta\alpha \cos(\delta) ["]$	$\Delta\delta ["]$
2	-0.313	-0.109
3	-0.165	0.082

las diferencias en magnitud para las estrellas en la región de superposición entre los campos 2 y 3. Luego, se juntaron las tres tablas en una sola utilizando STILTS, tomando como referencia el campo 1 (ver Tabla 4.5).

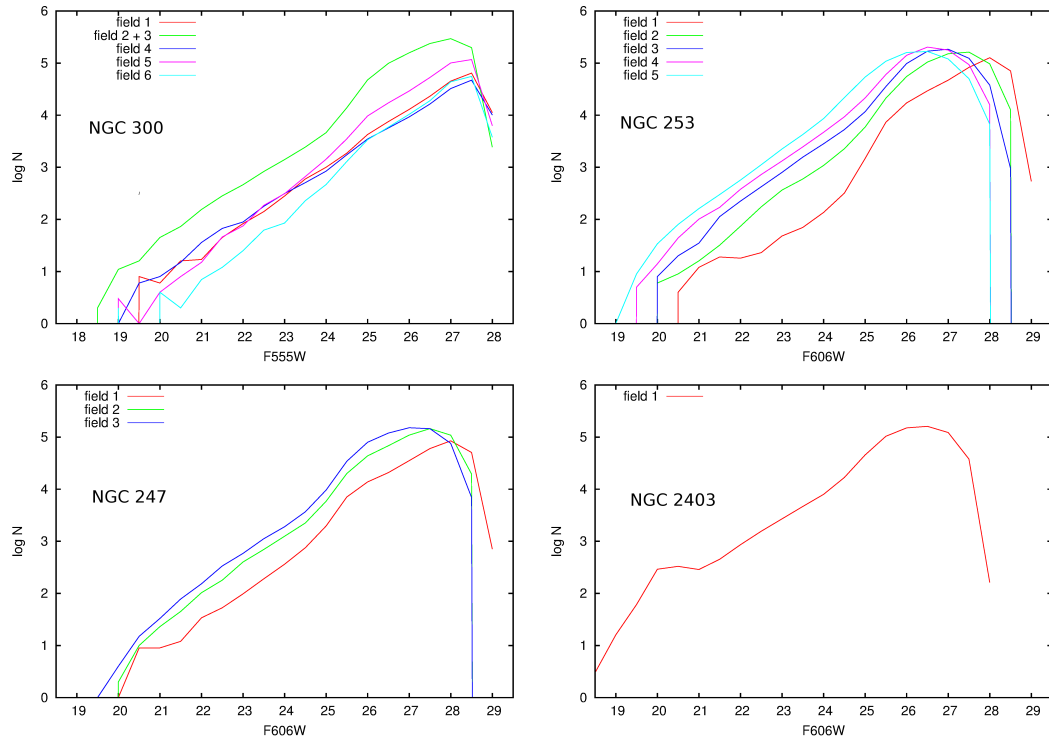


FIGURA 4.15: Función luminosidad de los campos observados en cada galaxia.

## 4.5. Completitud

Con el fin de evaluar la completitud de la fotometría obtenida, se construyó la LF de cada uno de los campos observados en las cuatro galaxias. La LF indica la cantidad de estrellas por intervalo de magnitud. En este caso, para su construcción se tomó el logaritmo del número de estrellas por intervalo de 0.5 magnitudes, donde se consideró la magnitud intermedia en cada caso, o sea:  $F555W$  para NGC 300 y  $F606W$  para NGC 253, NGC 247 y NGC 2403. Las LFs resultantes se muestran en la Fig. 4.15. En la misma se puede apreciar que la magnitud a la cual el número de estrellas por intervalo comienza a decrecer es  $F555W=27.5$  para NGC 300,  $F606W=26.5$  para NGC 253,  $F606W=27.5$  para NGC 247 y  $F606W=26.5$  para NGC 2403. Por lo tanto, consideramos que la muestra de cada galaxia es completa para magnitudes más brillantes que las mencionadas.



## Capítulo 5

# Identificación de agrupaciones estelares jóvenes

### 5.1. Identificación de las distintas poblaciones estelares

Ya se ha resaltado en el Capítulo 1 la importancia de utilizar métodos de búsqueda de agrupaciones estelares que sean automáticos y homogéneos. De esta forma, se pueden realizar estudios estadísticos confiables y comparar las propiedades de estos sistemas en las distintas galaxias.

El primer paso para utilizar uno de estos métodos, es seleccionar la muestra de estrellas sobre las cuales se va a realizar la búsqueda. En este caso, dado que queremos identificar agrupaciones de estrellas jóvenes, vamos a seleccionar las estrellas jóvenes de cada galaxia. Esta selección se puede realizar observando la posición de las estrellas en los CMDs, separando aquellas que caigan en la región característica de una población estelar joven. Para poder determinar esta población con mayor certeza trabajamos con dos índices de color. Por esta razón, buscamos galaxias que hayan sido observadas en al menos tres bandas (ver Cap. 2). Sin embargo, como se mencionó en el Capítulo 2, algunas de las galaxias de nuestra muestra pueden sufrir enrojecimiento interno, debido a la gran cantidad de gas y polvo presentes en ellas y a la orientación que tengan con respecto a la línea de la visión. Este efecto causa un desplazamiento de las posiciones observadas en los diagramas fotométricos. El polvo produce una disminución del brillo de los objetos y un enrojecimiento de sus colores. O sea, las magnitudes y los índices de color observados son mayores que los reales. Por lo tanto, para poder estimar su posición real en los CMDs es preciso corregir primero por este efecto.

Como ya fue mencionado en el Capítulo anterior, en las Fig. 4.11 se pueden observar diferentes poblaciones estelares, en particular se ve que existe una clara separación entre

dos poblaciones, que se distinguen a la izquierda y a la derecha en los diagramas. Excepto en el caso de NGC 253 donde se observa un borde difuso entre las mismas, sugiriendo la presencia de enrojecimiento interno.

En base a la observación de estos diagramas se pudo separar las distintas poblaciones en las tres galaxias donde estas estaban claramente delineadas, NGC 300, NGC 247 y NGC 2403, dando una cota superior en índices de color para definir a una estrella como *azul*, y en magnitud para definirla como *brillante*. Esta última condición se impone para minimizar el efecto de los errores fotométricos (ver Sec. 4.2). De esta forma, se consideraron estrellas jóvenes a aquellas que cumplieran con la condición de azules y brillantes. Por otra parte, para poder realizar análisis comparativos entre las distintas poblaciones, se seleccionó una muestra de estrellas *rojas* para cada galaxia, dando una cota inferior a sus índices de color. En base a esto se seleccionaron los siguientes grupos de estrellas:

**NGC 300** Azules:  $F435W - F555W < 0.25$  y  $F555W - F814W < 0.25$ ;  
 Azules brillantes:  $F555W < 25$ ,  $F435W - F555W < 0.25$  y  $F555W - F814W < 0.25$ ;  
 Rojas:  $F435W - F555W > 0.6$  y  $F555W - F814W > 0.6$ ;  
 Rojas Brillantes:  $F555W < 25$ ,  $F435W - F555W > 0.6$  y  $F555W - F814W > 0.6$ .

**NGC 247** Azules:  $F475W - F606W < 0.3$  y  $F606W - F814W < 0.3$ ;  
 Azules brillantes:  $F606W < 25$ ,  $F475W - F606W < 0.3$  y  $F606W - F814W < 0.3$ ;  
 Rojas:  $F475W - F606W > 0.6$  y  $F606W - F814W > 0.6$ ;  
 Rojas Brillantes:  $F606W < 25$ ,  $F475W - F606W > 0.6$  y  $F606W - F814W > 0.6$ .

**NGC 2403** Azules:  $F475W - F606W < 0.7$  y  $F606W - F814W < 0.7$ ;  
 Azules brillantes:  $F606W < 24$ ,  $F475W - F606W < 0.7$  y  $F606W - F814W < 0.7$ ;  
 Rojas:  $F475W - F606W > 1.0$  y  $F606W - F814W > 1.0$ ;  
 Rojas Brillantes:  $F606W < 24$ ,  $F475W - F606W > 1.0$  y  $F606W - F814W > 1.0$ .

En la Fig. 5.1 se muestran los CMDs de estas tres galaxias indicando la población azul y roja. El rectángulo indica las estrellas azules y brillantes que constituyen la muestra sobre la cual se realizó la búsqueda. En estos diagramas también se superpuso la isócrona de de Marigo et al. (2008) con correcciones de Girardi et al. (2010) correspondiente a  $10^7$  años y metalicidad solar a modo de comparación, donde para el desplazamiento de la misma se utilizaron los valores de exceso de color y módulo de distancias indicados en la Tabla 5.1, y los coeficientes dados en la Sec. 5.1.1 para transformar al sistema de filtros del HST. En todos los casos se adoptó una ley de enrojecimiento normal ( $R_V = A_V/E(B - V) = 3.1$ ).

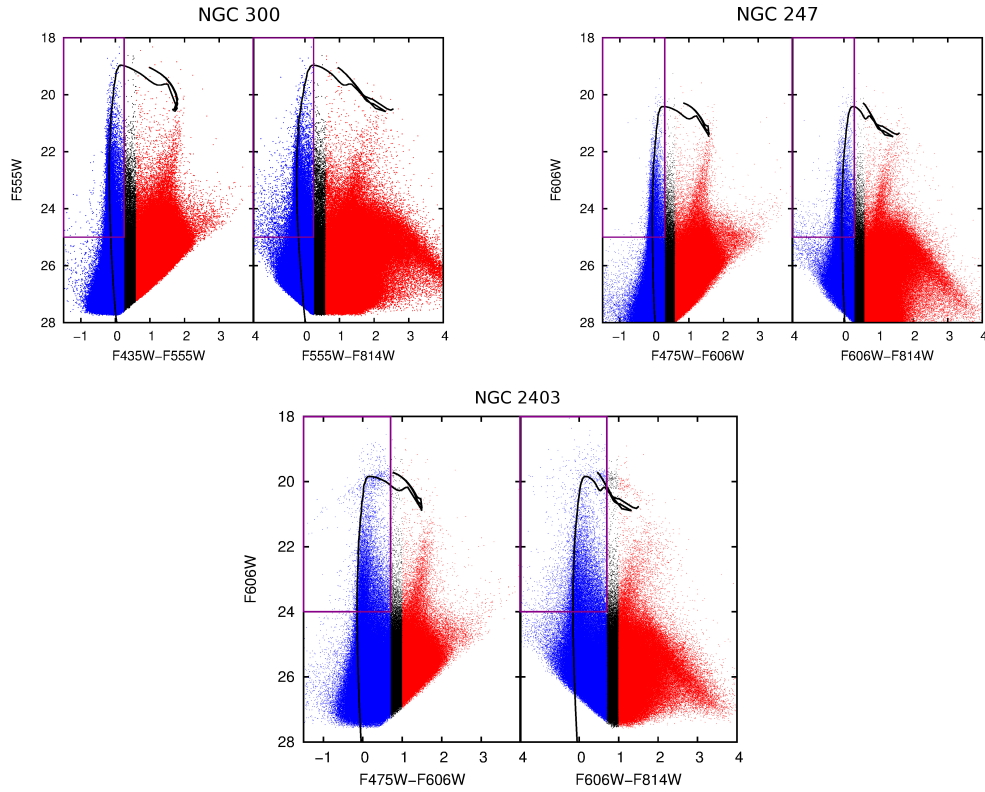


FIGURA 5.1: CMDs de las galaxias NGC 300, NGC 247 y NGC 2403, los símbolos azules y rojos indican los objetos seleccionados para diferentes poblaciones (ver texto). Los símbolos negros indican los objetos no seleccionados en ninguna población. El rectángulo encierra la muestra de estrellas utilizadas para realizar la búsqueda de agrupaciones estelares. Con una línea negra se muestra la isócrona de Marigo et al. (2008) con correcciones de Girardi et al. (2010) correspondiente a  $10^7$  años y metalicidad solar ( $Z=0.019$ ). Las mismas están desplazadas según los módulos de distancia y excesos de color adoptadas para cada galaxia (ver Tabla 5.1).

TABLA 5.1: Valores de módulo de distancia y exceso de color adoptados.

Galaxia	$V_0-M_V$	$E(B-V)$
NGC 300	26.43 <sup>1</sup>	0.075 <sup>4</sup>
NGC 253	27.75 <sup>2</sup>	0.016 <sup>5</sup>
NGC 247	27.78 <sup>3</sup>	0.015 <sup>5</sup>
NGC 2403	27.51 <sup>2</sup>	0.030 <sup>5</sup>

1: Bresolin et al. (2005)

2: Tully et al. (2013)

3: García-Varela et al. (2008)

4: Gieren et al. (2004) donde se considera un enrojecimiento debido a la Vía Láctea de 0.025 mag más un enrojecimiento adicional intrínseco de NGC 300 de  $E(B-V) = 0.05$  mag.

5: Schlafly & Finkbeiner (2011)

### 5.1.1. El problema de la absorción en NGC 253

Como ya fue mencionado en la Sec. 2.2, debido a las grandes cantidades de polvo interestelar presentes en NGC 253 y a su orientación de canto, es posible que la misma sufra de un enrojecimiento interno distinto en cada parte de la galaxia. Por este motivo, hay que tener cuidado al elegir los criterios para discernir entre la población azul y roja en los CMDs. Ya que como puede apreciarse en la Fig. 4.11, los CMDs de esta galaxia presentan un borde difuso entre la población estelar joven y la más vieja, lo que indica la fuerte dispersión en valores de absorción.

Corregir por enrojecimiento no es un problema trivial, ya que la absorción no suele ser igual en todas partes de la galaxia, debido a que la distribución de gas y polvo no es homogénea. Por lo tanto, es preciso conocer la absorción que afecta a cada región observada.

Para lidiar con este problema, ideamos un método que determina la absorción visual ( $A_V$ ) afectando las distintas zonas de la galaxia. La idea del método consiste en comparar la posición en el diagrama CMD de las estrellas brillantes de la galaxia estudiada (esto es  $F606W < 24$  para NGC 253) con la posición del modelo evolutivo teórico de Marigo et al. (2008) con correcciones de Girardi et al. (2010) correspondiente de  $10^7$  años y metalicidad solar.

Tomando como primera aproximación que todas las estrellas brillantes seleccionadas pertenecen a la secuencia principal, es posible desenrojecer estos objetos en el CMD y calcular aproximadamente sus valores de enrojecimiento individual. Sin embargo, la muestra seleccionada de estrellas brillantes puede incluir estrellas intrínsecamente rojas que podrían producir valores de  $A_V$  sobrestimados. Para minimizar este efecto, a cada estrella se le asignó el mínimo valor de  $A_V$  correspondiente a una región circundante con al menos diez estrellas. Hay que tener en cuenta que con este procedimiento se obtienen valores de  $A_V$  aproximados, ya que se adopta una sola isócrona para obtener valores de absorción de una muestra de estrellas que puede cubrir un rango amplio de edades y/o metalicidades.

En el panel izquierdo de la Fig. 5.2 se muestra el mapa de absorción en NGC 253 obtenido según el procedimiento mencionado anteriormente. En esta figura no se tuvo en cuenta el campo más externo (campo 1, ver Fig. 4.3), ya que este presentaba varias galaxias de fondo y estrellas de campo asociadas a la Vía Láctea, además de muy pocas estrellas brillantes pertenecientes a NGC 253. Por lo tanto, este campo introducía muchas detecciones espurias, que causaban valores ficticios de  $A_V$ . En el panel derecho de esta figura se muestra una imagen WISE<sup>1</sup> IR en falso color de NGC 253. Esta imagen fue obtenida

---

<sup>1</sup><http://wise.ssl.berkeley.edu/>



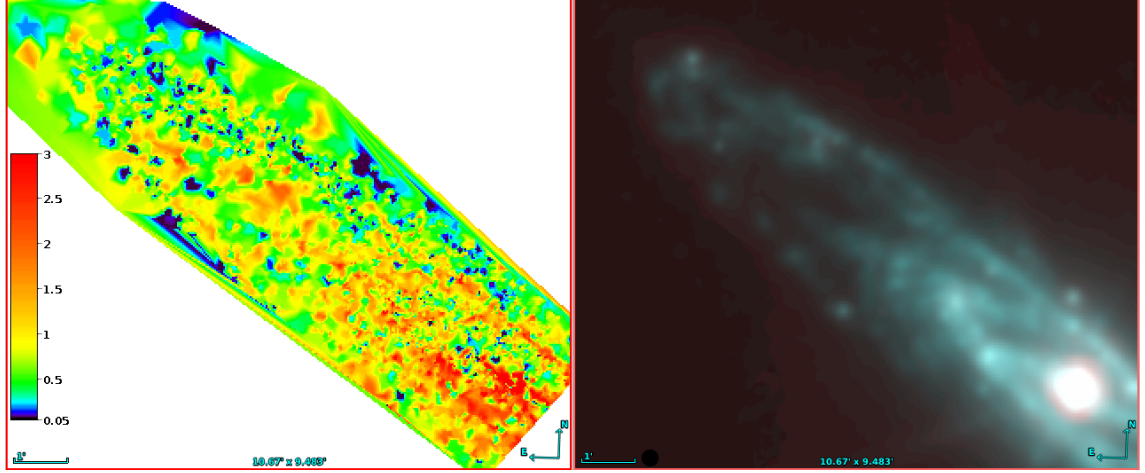


FIGURA 5.2: *Izq*: Mapa de absorción ( $A_V$ ) para la región observada de NGC 253. La barra de color corresponde a valores de  $A_V$ . *Der*: Imagen WISE IR en falso color de NGC 253, obtenida de la combinación de las bandas  $W3$  y  $W4$ . Ambos paneles muestran la misma zona de la galaxia.

combinando las bandas  $W3$  y  $W4$ , las cuales mapean bien la distribución de polvo, presentando regiones más brillantes donde el contenido de polvo es alto. Comparando ambos paneles, los cuales cubren el mismo área de la galaxia, podemos ver que las regiones que presentan una fuerte absorción, coinciden con las más brillantes en la imagen WISE, presentando una buena coincidencia entre los resultados obtenidos y la distribución de polvo observada. De esta forma, nuestro método provee la precisión necesaria para una primera búsqueda de estrellas jóvenes.

Este mapa fue utilizado para corregir las magnitudes observadas de la siguiente forma:

$$\begin{aligned} F_{475W_0} &= F_{475W} - A_{F_{475W}}, \\ F_{606W_0} &= F_{606W} - A_{F_{606W}} \text{ y} \\ F_{814W_0} &= F_{814W} - A_{F_{814W}}. \end{aligned}$$

Donde para calcular el valor de la absorción en los diferentes filtros se utilizaron los siguientes coeficientes obtenidos de la pagina web: <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmd> (O'Donnell, 1994):

$$\begin{aligned} A_{F_{475W}}/A_V &= 1.191, \\ A_{F_{606W}}/A_V &= 0.923 \text{ y} \\ A_{F_{814W}}/A_V &= 0.605. \end{aligned}$$

Cabe mencionar, que a pesar de que los CMDs de NGC 247 y NGC 2403 presentan sus poblaciones claramente separadas, igualmente se aplicó este método para calcular el valor de  $A_V$  afectando cada estrella brillante. De esta forma se pudo verificar que los valores de  $A_V$  en estas galaxias son bajos (menores a 0.8 mag en la mayor parte de las galaxias), por lo que no afectan significativamente nuestro estudio. Este procedimiento

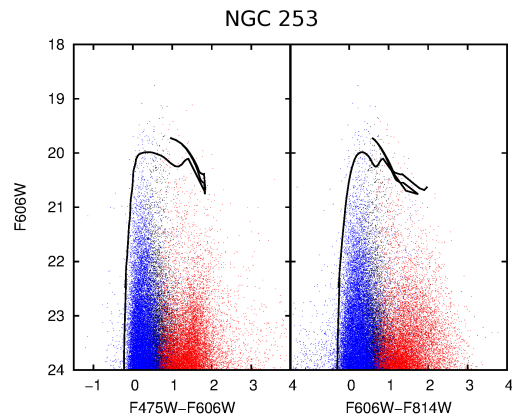


FIGURA 5.3: CMDs de NGC 253 indicando la población azul (puntos azules) y roja (puntos rojos). La línea negra corresponde al modelo evolutivo de Marigo et al. (2008) y Girardi et al. (2010) de  $10^7$  años y metalicidad solar desplazado según los valores de  $V_0-M_V$  y  $E(B-V)$  dados en la Tabla 5.1.

no se realizó para NGC 300, debido a que se sabe que esta galaxia presenta un muy bajo enrojecimiento interno (Gieren et al., 2004).

### 5.1.2. Separación de poblaciones estelares en NGC 253

Con el fin de poder separar la población real azul y roja de esta galaxia, aplicamos el siguiente criterio sobre las estrellas brillantes ( $F606W < 24$ ):

Azul brillantes:  $F475W_0 - F606W_0 < 0.5$  y  $F606W_0 - F814W_0 < 0.5$

Rojas brillantes:  $F475W - F606W > 1$  y  $F606W - F814W > 1$

Notar que las estrellas azules están definidas con las magnitudes corregidas por enrojecimiento. Las estrellas rojas sin embargo, están definidas con magnitudes observadas, y tienen en cuenta las estrellas que no hayan sido clasificadas como azules. En la Fig. 5.3 se muestran los diagramas CMDs de esta galaxia indicando la población azul y roja.

## 5.2. Método de búsqueda

Blaauw (1964) describió una asociación estelar como un gran grupo de estrellas O y B que no está ligado gravitatoriamente. Desde entonces diversos métodos se han empleado para la identificación de las mismas, como por ejemplo la identificación a ojo sobre placas fotográficas y conteos de estrellas en observaciones fotográficas y fotoeléctricas. Sin embargo, la falta de objetividad entre los distintos métodos hacía imposible la tarea de comparar las propiedades de los sistemas hallados por diferentes autores. Por este motivo, diversos trabajos se han focalizado en la necesidad de crear un método de identificación

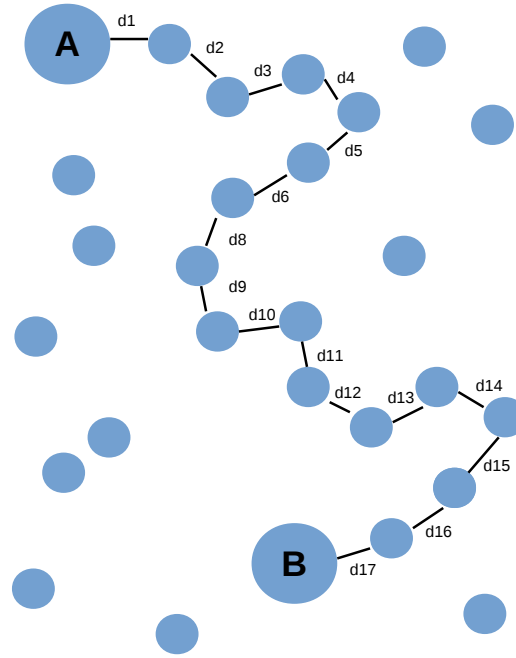


FIGURA 5.4: Esquema del método PLC. Las estrellas A y B pertenecen a la misma asociación estelar si es posible conectarlas mediante vínculos sucesivos con otras estrellas jóvenes, donde se debe cumplir que  $d_i < ds$  para todo  $d_i$ .

de asociaciones OB donde no intervenga la subjetividad de un evaluador (ej. Lucke & Hodge, 1970; Battinelli, 1991; Bastian et al., 2007).

El método llamado Path Linkage Criterion (PLC), fue diseñado por Battinelli (1991), quien lo utilizó para buscar asociaciones OB en la Nube Menor de Magallanes (SMC, por sus siglas en inglés). En los años siguientes este método fue adoptado por varios autores para la identificación de agrupaciones estelares jóvenes en varias galaxias cercanas (ej. Bresolin et al., 1996, 1998; Pietrzyński et al., 2001, 2005).

El PLC es un algoritmo aglomerativo de tipo *friend of friend*, que va vinculando estrellas jóvenes y las asocia a un grupo estelar. La ventaja de este método con respecto a los anteriores es que puede detectar tanto agrupaciones compactas como filamentarias. La idea básica del método se basa en que dos estrellas jóvenes, llamémoslas A y B, van a pertenecer a un mismo grupo, si y solo si es posible conectar A y B, mediante vínculos sucesivos de estrellas jóvenes. La máxima distancia entre estrellas (radio de búsqueda  $ds$ ) y el número mínimo de estrellas que debe tener un grupo para ser considerado una asociación ( $p$ ), son parámetros a fijar por el usuario. En la Fig. 5.4 se representa gráficamente este proceso, donde todos los  $d_i$  deben cumplir que  $d_i < ds$ . En otras palabras, A y B pertenecen a la misma agrupación estelar, si es posible ir desde A hasta B mediante un camino de estrellas que no disten entre si más de un valor  $ds$ .

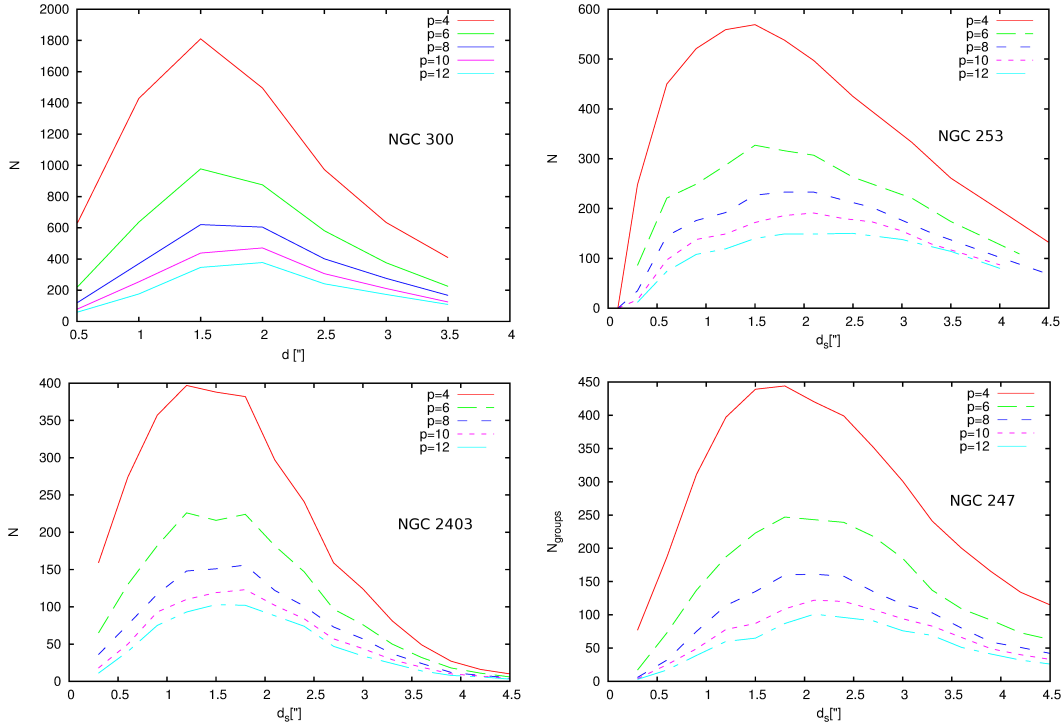


FIGURA 5.5: Número de agrupaciones detectados con respecto al radio de búsqueda  $ds$ , para distintos valores de  $p$

Establecer valores adecuados para los parámetros  $p$  y  $ds$ , no es una tarea fácil. Por un lado, con valores muy pequeños de  $ds$  o muy grandes de  $p$  muchas asociaciones reales pueden ser pasadas por alto, mientras que valores de  $ds$  muy grandes o valores pequeños de  $p$  pueden causar muchas detecciones espurias. Con el fin de elegir adecuadamente valores para estos parámetros estudiamos el número de grupos detectados según  $ds$  para distintos valores de  $p$ . Los resultados para cada galaxia se muestran en la Fig. 5.5.

Según Battinelli (1991), el valor de  $ds$  queda inequívocamente determinado por el máximo de esta distribución. En Fig. 5.5 se puede observar que este máximo se alcanza para valores de  $ds$  localizados entre 1.5-2", dependiendo de  $p$  y de la galaxia. Nosotros adoptamos la idea de Battinelli (1991) y desarrollamos un código introduciendo una pequeña modificación al método, con el fin de poder detectar los pequeños subgrupos de cada asociación o complejo estelar. Para esto, en lugar de adoptar un solo valor de  $ds$ , tomamos un rango de valores, que varía según la galaxia (ver Tabla 5.2). Utilizando este criterio el método primero detecta las agrupaciones más pequeñas utilizando el radio de búsqueda menor en el rango dado. Luego, el valor de  $ds$  es incrementado utilizando el paso indicado en la Tabla 5.2, y a continuación es corrido nuevamente sobre las restantes estrellas azules. En cada paso se quita de la muestra de estrellas azules y brillantes aquellas que fueron asociada a alguna agrupación en el paso anterior. Este procedimiento es repetido hasta que  $ds$  alcance su valor máximo en el rango indicado; en general este valor coincide con el máximo de la distribución observado en la Fig. 5.5.

TABLA 5.2: Valores de los parámetros utilizados para correr el PLC y número de agrupaciones detectadas

Galaxia	$p$	rango $ds$ ["]	$ds$ [pc]	paso	N
NGC 300	10	0.5-2.5	4.7-23.5	0.5	1147
NGC 253	8	0.3-2	5-34	0.4	875
NGC 247	8	0.3-2	5-35	0.4	339
NGC 2403	8	0.3-2	4.6-30	0.4	573

A través de este método se detectaron cientos de agrupaciones estelares para cada galaxia (ver columna 6 de la Tabla 5.2). Sin embargo, para las galaxias NGC 253, NGC 247 y NGC 2403, se pudieron identificar unas pocas detecciones espurias, causadas por galaxias de fondo o por estrellas brillantes saturadas de la Galaxia. Ellas se pudieron identificar fácilmente como objetos extendidos débiles y difusos en el primer caso, y estrellas con picos brillantes en el segundo. Estas detecciones espurias fueron eliminadas a mano de la lista final. El número que se muestra en la Tabla 5.2 ya fue corregido por estas falsas detecciones. Cabe destacar que si bien el método PLC está optimizado para la detección de asociaciones OB, como el mismo va vinculando estrellas por proximidad, es posible que entre los grupos detectados haya además de asociaciones OB, cúmulos abiertos o pequeños complejos estelares. Por lo tanto, denominaremos *agrupaciones estelares jóvenes* al conjuntos de todos los grupos detectados por el PLC, sabiendo que los mismos pueden incluir agrupaciones de distinta naturaleza.

En las figuras 5.6, 5.7, 5.8 y 5.9, generadas utilizando *Aladin*, se muestran los grupos detectados para NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403 respectivamente. En todos los casos se puede notar que la mayor parte de estos grupos estelares se encuentran distribuidos sobre los brazos espirales de las galaxias. Para NGC 253 (Fig. 5.7) las asociaciones halladas se muestran superpuestas sobre una imagen infrarroja WISE en falso color. En esta imagen se pueden apreciar ciertas estructuras de la galaxia que en la imagen óptica (Fig. 2.3) se encuentran ocultas por el polvo. Se puede ver claramente como concentraciones de agrupaciones estelares se encuentran sobre prominentes estructuras de la galaxia. Este hecho será descrito en detalle más adelante (ver Sec. 7.3).

### 5.2.1. Detecciones estocásticas

Por medio del método explicado anteriormente encontramos cerca de 3000 agrupaciones estelares jóvenes (ver Tabla 5.2). Sin embargo, existe la posibilidad de que algunos de los grupos detectados no sean agrupaciones reales, si no meros agrupamientos estocásticos de estrellas.

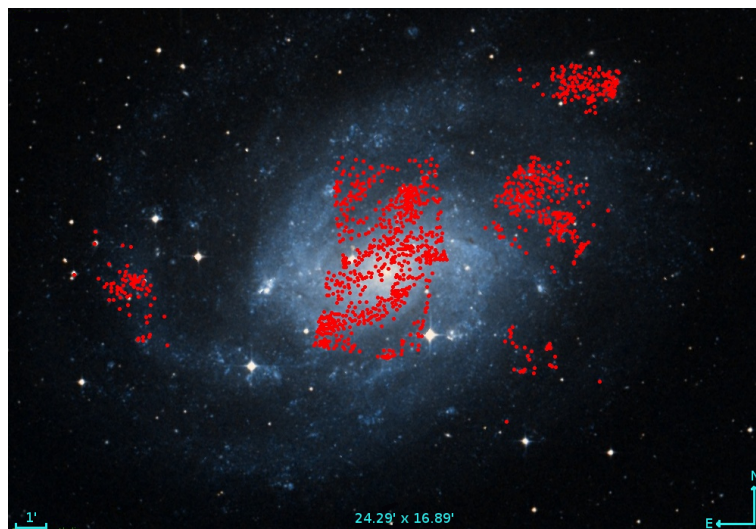


FIGURA 5.6: Agrupaciones detectadas con el método PLC (puntos rojos) en NGC 300, sobre una imagen color DSS de la galaxia

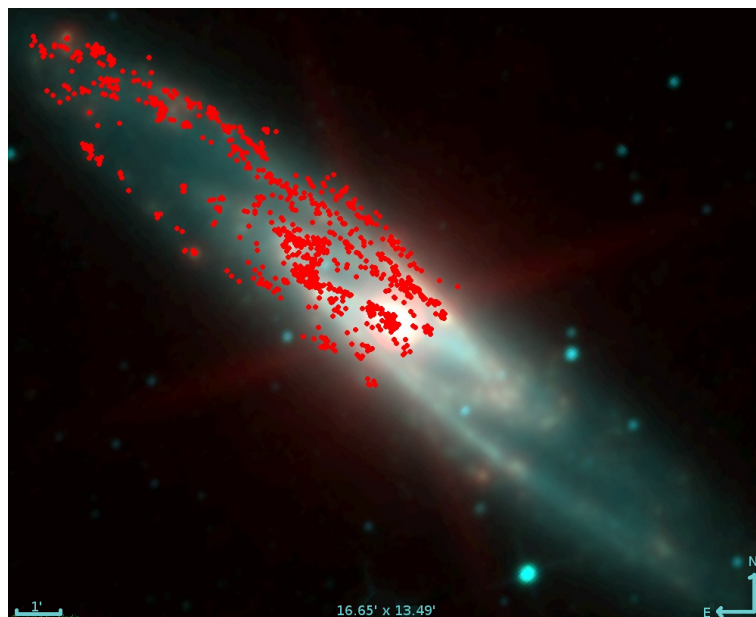


FIGURA 5.7: Agrupaciones detectadas con el método PLC (puntos rojos) en NGC 253, sobre una imagen infrarroja WISE de la galaxia

Con el fin de detectar la fracción de agrupaciones identificadas por el PLC que podrían ser grupos estocásticos, realizamos simulaciones numéricas utilizando estrellas distribuidas aleatoriamente con densidades similares a ciertas regiones existentes en los campos observados. Utilizamos para cada galaxia los parámetros para el PLC y criterio para estrellas azules y brillantes dados en las secciones anteriores.

Para NGC 253 se seleccionaron tres regiones con densidades bien diferentes: 1) la región a  $\sim 2'$  al NE del núcleo galáctico, 2) una región en los brazos espirales y 3) una región entre los brazos espirales. En cada región se midió la densidad superficial de las estrellas azules brillantes y se obtuvieron los siguientes valores:



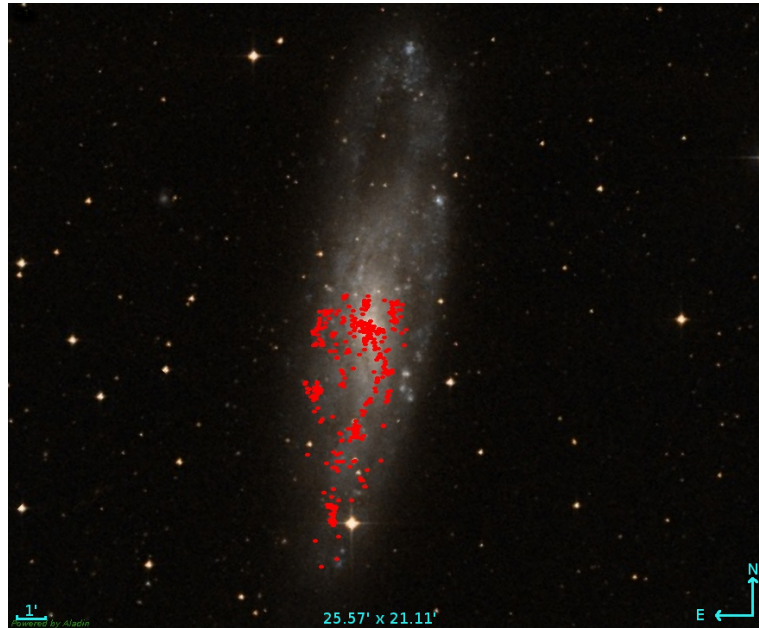


FIGURA 5.8: Agrupaciones detectadas con el método PLC (puntos rojos) en NGC 247, sobre una imagen DSS de la galaxia.



FIGURA 5.9: Agrupaciones detectadas con el método PLC (puntos rojos) en NGC 2403, sobre una imagen color SDSS de la galaxia

- 1)  $\rho = 0.635$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 2215 estrellas en un área de 3486.9 arcseg<sup>2</sup>
- 2)  $\rho = 0.203$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 568 estrellas en un área de 2792.80 arcseg<sup>2</sup>
- 3)  $\rho = 0.028$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 160 estrellas en un área de 5544.5 arcseg<sup>2</sup>

La primera región es la más densa con  $\sim 0.64$  estrellas azules por arcseg<sup>2</sup>. A estas altas densidades, la distancia entre estrellas será tan pequeña, que con valores del radio de búsqueda de 0.70" o mayores, el algoritmo PLC conectará todas las estrellas en una sola agrupación. Usando un radio de 0.3", el menor valor adoptado por nosotros (ver Tabla 5.2), se encuentra una agrupación estocástica en cuatro casos de 10000 experimentos, el cual es un número muy bajo. Este valor sigue siendo aún bajo si incrementamos la distancia, por ejemplo para  $d_s=0.4''$  encontramos 149 agrupaciones en 10000 experimentos. Para las regiones 2 y 3, que presentan densidades más bajas, no encontramos ninguna detección estocástica usando  $d_s=0.3''$  y muy pocas con radios mayores.

Para NGC 300 seleccionamos dos regiones ubicadas sobre los brazos espirales pero con densidades diferentes. La densidad superficial de estrellas azules y brillantes obtenida en cada caso es:

- 1)  $\rho = 0.48$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 491 estrellas en un área de 1017.5 arcseg<sup>2</sup>
- 2)  $\rho = 0.175$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 261 estrellas en un área de 1487.64 arcseg<sup>2</sup>

En el primer caso se tiene una densidad bastante alta. Tomando un valor de  $d_s=0.5''$ , que es el menor radio tomado en esta galaxia, obtenemos 8 agrupaciones en 10000 experimentos, para  $d_s=0.7''$  encontramos 753 agrupaciones en 10000 experimentos. Para la segunda región no encontramos ninguna agrupación con  $d_s=0.3''$  y  $0.4''$ , tomando valores más grandes de  $d_s$  encontramos algunas agrupaciones, aunque la fracción sigue siendo pequeña, por ejemplo para  $d_s=0.7''$  encontramos 247 grupos.

En NGC 247 se tomó una región con gran cantidad de estrellas jóvenes sobre lo que parece ser la barra de la galaxia. En ella se midieron los siguientes valores:

- 1)  $\rho = 0.185$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 206 estrellas en un área de 1112.9 arcseg<sup>2</sup> detectándose en 10000 experimentos 5 grupos cuando  $d_s=0.7''$  y 424 cuando  $d_s=1''$ .

Para la galaxia NGC 2403 tomamos una región con la densidad típica de los brazos espirales en esta galaxia. En ella medimos:

- 1)  $\rho = 0.517$  estrellas/arcseg<sup>2</sup> con 298 estrellas en un área de 576 arcseg<sup>2</sup>.

Utilizando estos valores se detectaron 5 grupos para  $d_s=0.4''$  y 247 con  $d_s=0.7''$  sobre 10000 experimentos.

Vemos por lo tanto, que los valores obtenidos son bajos, fortaleciendo la veracidad de las agrupaciones detectadas por el PLC en cada galaxia. Adicionalmente, descubrimos que la mayoría de las agrupaciones falsas, presentaban una forma alargada y retorcida, en lugar



de una concentración de densidad esférica. Esto se debe a que el PLC, va conectando estrellas por proximidad y no por incremento de densidad o simetría. De esta forma, la mayoría de las detecciones estocásticas no pasarían una simple inspección visual.

### 5.3. Identificación de estructuras jóvenes a mayor escala

Las estructuras jóvenes de gran escala como complejos estelares, agregados y brazos espirales, pueden ser encontradas utilizando el método PLC eligiendo valores de  $ds$  mucho mayores que los mencionados anteriormente. Estos valores pueden ser determinados por máximos secundarios en la distribución de  $N$  vs.  $ds$ . Sin embargo, para campos grandes, como en nuestro caso, estos máximos secundarios quedan diluidos, y hay que realizar divisiones sobre los campos estudiados a fin de localizar los valores de  $ds$  característicos de estructuras mayores (Drazinos et al., 2013). Por esta razón, con el fin de detectar estructuras jóvenes a mayor escala, decidimos construir los mapas de densidad estelar para la población azul, lo cual nos permite obtener resultados más claros y precisos.

Los mapas de densidad estelar fueron realizados utilizando el software **STILTS**, mediante la construcción de histogramas bidimensionales, en los cuales se contaron el número de objetos en una región espacial de  $8 \times 8$  arcseg<sup>2</sup>. Luego, utilizando herramientas de **IRAF** para combinar imágenes, se aplicó el método “*drizzle*” (Fruchter & Hook, 2002) para generar una imagen suavizada considerando un paso de 2". Sobre estos mapas se superpusieron isocontornos correspondientes a distintos niveles de densidad, creados con la tarea *cont* de **Aladin**. Estos contornos corresponden a 40, 80, 110 y 145 estrellas por bin de  $8 \times 8$  arcseg<sup>2</sup>. Los mismos están indicados con colores negro, azul, rojo y turquesa respectivamente, sobre los mapas de densidad obtenidos (Figs. 5.10, 5.11, 5.12 y 5.13).

En estas figuras, se puede ver claramente como las estructuras más compactas y densas se encuentran anidadas dentro de otras de mayor tamaño y menor densidad, señalando una distribución jerárquica de la población estelar joven. Este comportamiento se repite para todas las galaxias y será discutido más adelante en la Sec. 7.4. También se realizaron los mapas de densidad para las estrellas rojas; aquí solo presentamos los mapas rojos correspondientes a las galaxias NGC 300 y NGC 2403 (Figs. 5.10 y 5.13 panel derecho). En estas dos galaxias, al presentar una orientación casi de frente, es posible apreciar la gran diferencia que existe entre la distribución de las estrellas azules y rojas. Mientras las primeras se encuentran distribuidas sobre los brazos espirales, las segundas presentan una distribución bastante uniforme en toda la galaxia con una concentración mayor en el bulbo.

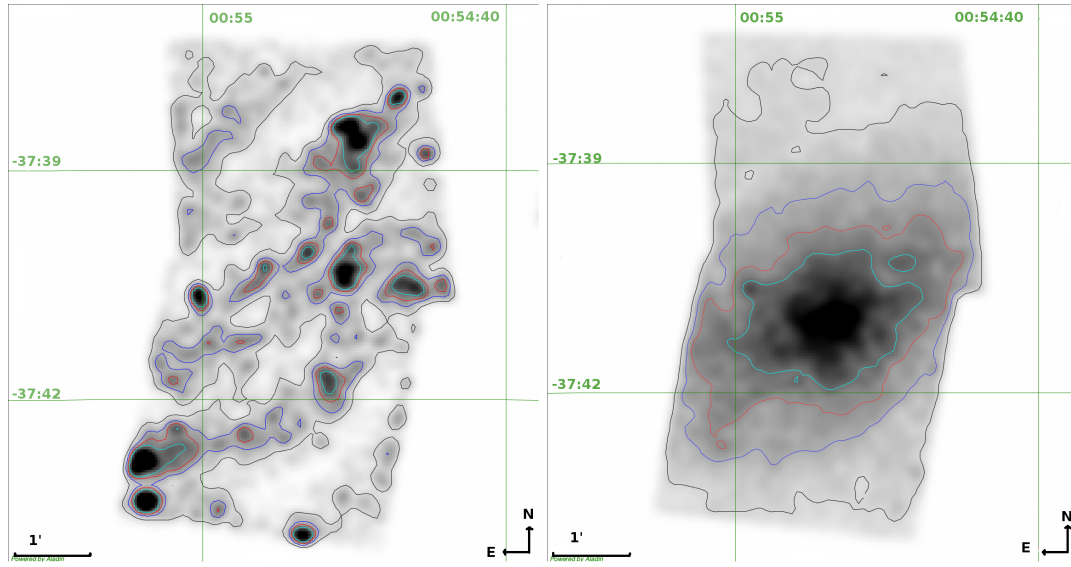


FIGURA 5.10: Mapas de densidad para la población azul (izq.) y roja (der.) correspondientes a la región central de la galaxia NGC 300. Los contornos indican distintas densidades: 40 (negro), 80 (azul), 110 (rojo) y 145 (turquesa) estrellas por bin de  $8 \times 8$  arcseg<sup>2</sup>

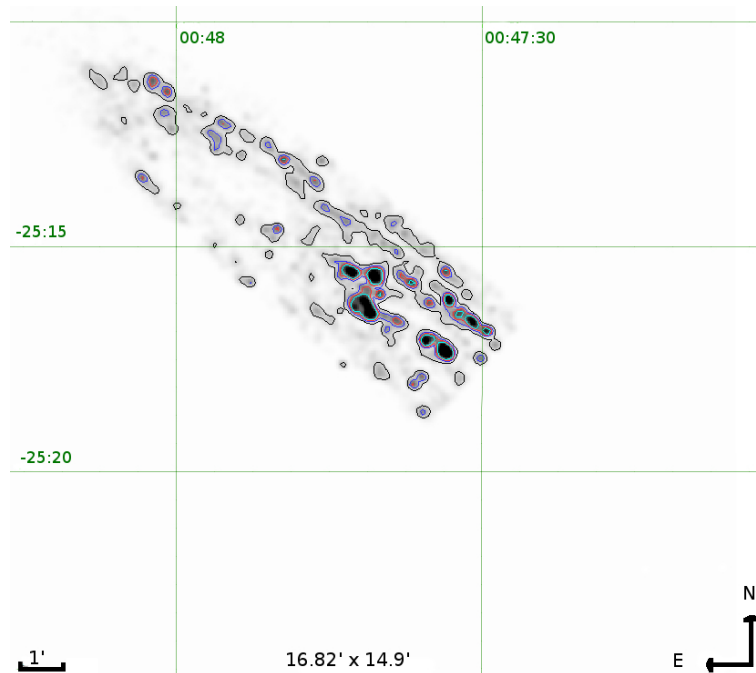


FIGURA 5.11: Mapa de densidad para la población azul de NGC 253. Los distintos colores de los contornos tienen el mismo significado que en la Fig. 5.10

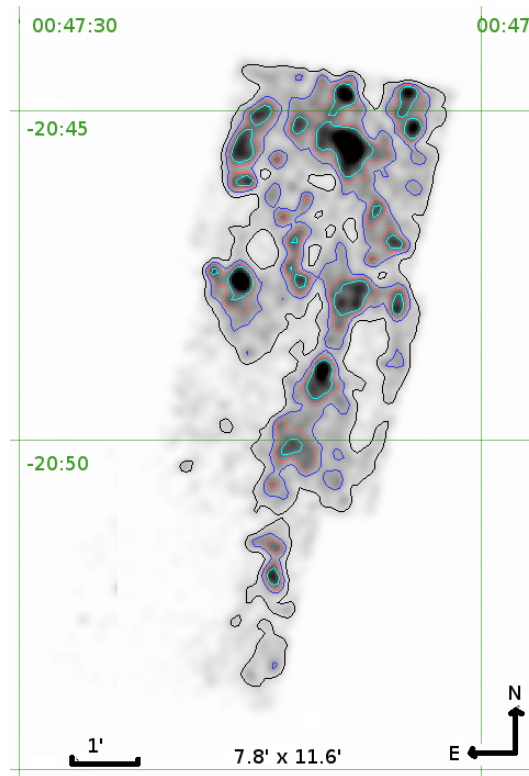


FIGURA 5.12: Mapa de densidad para la población azul de NGC 247. Los distintos colores de los contornos tienen el mismo significado que en la Fig. 5.10

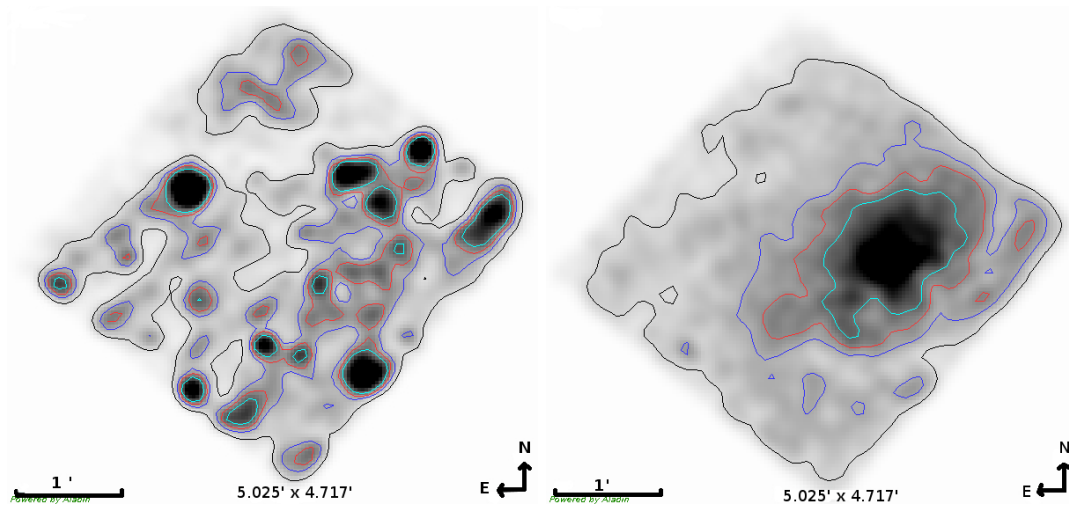


FIGURA 5.13: Mapas de densidad para la población azul (izq.) y roja (der.) de la galaxia NGC 2403. Los distintos colores de los contornos tienen el mismo significado que en la Fig. 5.10

### 5.3.1. Identificación de agrupaciones estelares sobre los mapas de densidad

Con el fin de contar con un método adicional para la identificación de agrupaciones estelares jóvenes, empleamos el código **SExtractor**<sup>2</sup>, con el propósito de detectar sobredensidades en el mapa de densidad de estrellas azules obtenido para la galaxia NGC 300. Para realizar esta tarea, adoptamos la máscara de convolución predeterminada de dos píxeles y un tamaño de cuatro píxeles para la malla de cielo. Un valor más grande de esta cantidad implicaría que el cielo de los mapas de densidad quede muy diluido, y por lo tanto se correría el riesgo de perder algunas fuentes. Se consideró un umbral de detección de  $1.5\sigma$  sobre el valor del cielo, y se consideraron como sobredensidades confiables a aquellos objetos con más de cuatro píxeles. También se tomó un valor para el parámetro de contraste de *deblending* de  $\delta_c=0.001$ , ya que este da la mejor separación entre fuentes.

La aplicación de este método dio como resultado la detección de 289 grupos. Comparando estas detecciones con las realizadas por el método PLC, encontramos que a cada grupo de SExtractor parecen corresponderle varios grupos del PLC. Esto se debe a que el tamaño de los píxeles en los mapas de densidad es cuatro veces mayor que el de la cámara ACS/WFC, y por consiguiente, las sobredensidades detectadas en los mismos poseen mayor tamaño que las agrupaciones del PLC. De esta forma se pierden los subgrupos que puede haber dentro de una agrupación grande y también las agrupaciones más pequeñas. Por otro lado, empleando SExtractor sobre los mapas de densidad se detectaron varias agrupaciones espurias causadas por efectos de borde. Por estas razones, consideramos que la aplicación del método PLC da resultados más confiables.

---

<sup>2</sup><http://sextractor.sourceforge.net/>

## Capítulo 6

# Análisis

Se analizó cada una de las agrupaciones detectadas con el método PLC, determinando sus principales características. Para esto se calcularon los tamaños y se construyeron los perfiles radiales de densidad estelar. Se realizó en cada región una limpieza de estrellas de campo y se estimó un valor para la densidad estelar en la misma. Se graficaron los CMDs, superponiendo modelos evolutivos a fin de corroborar la presencia de una secuencia de estrellas jóvenes. Se construyó la LF y la función de masa (sólo para NGC 300), las cuales brindan la distribución de magnitudes y masas respectivamente en cada agrupación, y se ajustó un valor para las pendientes de ambas distribuciones. La información obtenida para cada agrupación se volcó en un catálogo para cada galaxia.

Como entre las cuatro galaxias se identificaron cerca de 3000 agrupaciones jóvenes (ver. Tabla 5.2), era imposible realizar esta tarea en un tiempo razonable analizando las agrupaciones una por una. Por lo tanto se desarrolló un código numérico, el cuál será explicado en el apéndice (Sec. A.3), para realizar esta tarea de forma automática y homogénea para cada galaxia.

A continuación se detallan los pasos realizados en este análisis junto con algunos resultados obtenidos en cada paso.

### 6.1. Coordenadas y perfiles radiales

Las coordenadas  $\alpha_0$  y  $\delta_0$  del centro de cada agrupación, se calcularon tomando la media de las posiciones de las estrellas que fueron vinculadas por el método PLC. Esto es:

$$\alpha_0 = \frac{\sum_{i=1}^n \alpha_i}{n} \quad \delta_0 = \frac{\sum_{i=1}^n \delta_i}{n}$$

donde  $\alpha_i$  y  $\delta_i$  son las coordenadas de cada una de estas estrellas y  $n$  es la cantidad total de las mismas.

De la misma manera, para estimar el radio ( $R$ ) de las agrupaciones, se tomó dos veces la desviación estándar de las posiciones de estos objetos. O sea:

$$\sigma = \frac{\sum_{i=1}^n (\alpha_i - \alpha_0)^2 \cos^2 \delta_0 + \sum_{i=1}^n (\delta_i - \delta_0)^2}{n - 1}$$

$$R = 2\sigma$$

Se construyeron además los perfiles de densidad estelar de cada agrupación, tanto para las estrellas azules brillantes como para las rojas brillantes (ver sec. 5.1). Para esto se midió la densidad estelar en sucesivos anillos concéntricos a partir del centro de cada agrupación. Los anillos se tomaron a intervalos de 0.4" de radio para NGC 300 y 0.2" de radio para NGC 253, NGC 247 y NGC 2403. En la Fig. 6.1 se muestran algunos de los perfiles obtenidos. Los mismos presentan la forma típica correspondiente a una asociación estelar joven, donde se puede apreciar una concentración central de estrellas azules, mientras que la densidad de estrellas rojas se mantiene constante y cercana a cero. Sin embargo, las asociaciones OB no siempre están centralmente definidas, por lo tanto, muchas veces no se puede apreciar una sobredensidad central en el perfil de estrellas azules. Un ejemplo de esto se muestra en la Fig. 6.2, donde se pueden apreciar varios picos en el perfil de densidad de estrellas azules. Los perfiles radiales constituyen una herramienta que en muchos casos nos permiten confirmar la presencia de una sobredensidad de estrellas azules, y también nos brindan información sobre la posible geometría de los grupos.

## 6.2. Limpieza de estrellas de campo

El área sobre el cielo de cada agrupación estudiada, presenta tanto estrellas pertenecientes a la agrupación, como estrellas de campo que se encuentran por delante o detrás de la misma. Por lo tanto, para realizar un estudio fehaciente de los grupos hallados, es necesario realizar sobre cada región una sustracción de las estrellas de campo. Esto fue realizado estadísticamente en base a la comparación de los CMDs de la región de la agrupación estelar y de una región de campo cercana a la misma y abarcando el mismo área sobre el cielo. De esta manera, se compararon las posiciones de las estrellas en ambos CMDs y se sustrajeron de la agrupación aquellas estrellas que presentaban posiciones similares en ambos diagramas. Este procedimiento es explicado en detalle en Gallart et al. (2003), cabe destacar que para llevarlo a cabo se realizó un código propio (ver apéndice Sec. A.3).

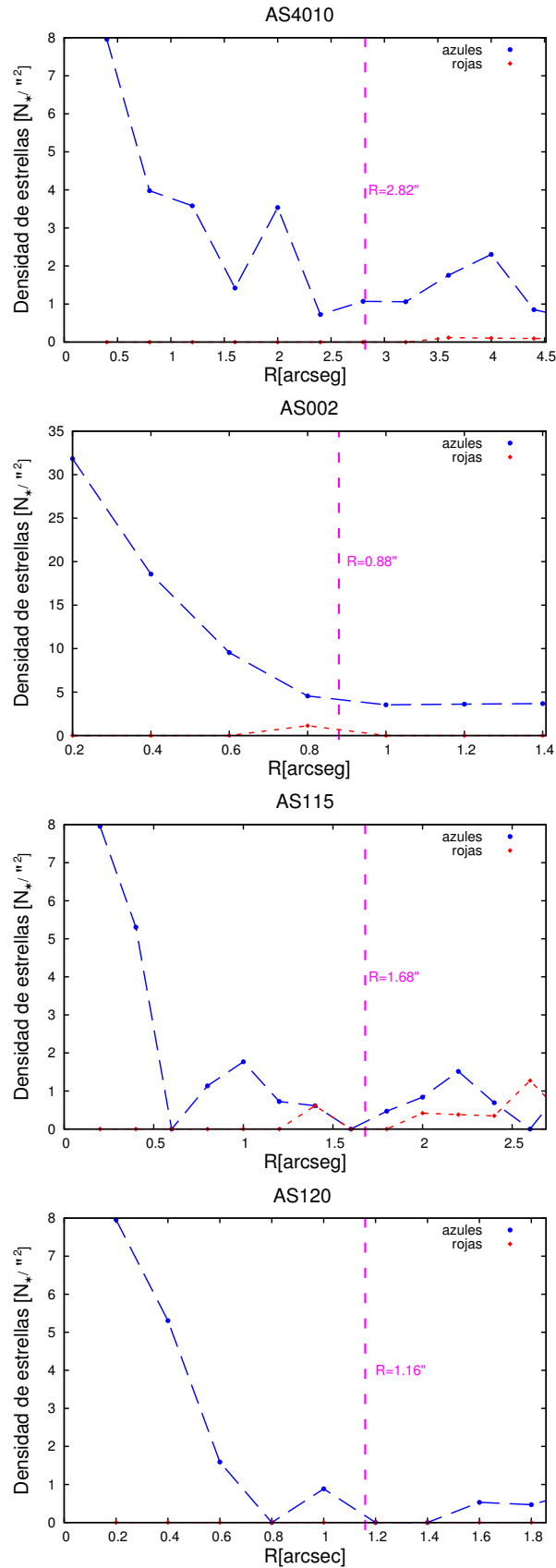


FIGURA 6.1: Perfiles radiales de densidad estelar de las agrupaciones NGC 300-AS 4010, NGC 253-AS 002, NGC 247-AS 115 y NGC 2403-AS 120. Las líneas azules y rojas indican el perfil correspondiente a estrellas azules y rojas respectivamente. Las líneas rosas a trazos indica los radios adoptados para cada agrupación. Estos perfiles muestran la forma típica esperada para una agrupación estelar joven.

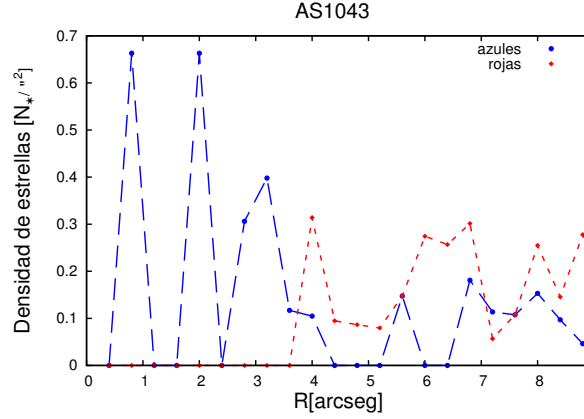


FIGURA 6.2: Perfil radial de densidad estelar de la agrupación NGC 300-AS 1043. En este perfil, a diferencia de los presentados en la Fig. 6.1, no se aprecia una sobredensidad central de estrellas azules. Los colores indican lo mismo que en la Fig. 6.1.

El procedimiento mencionado fue aplicado teniendo en cuenta los dos índices de color simultáneamente:  $IC1 = F435W - F555W$  e  $IC2 = F555W - F814W$  en el caso de NGC 300, y  $IC1 = F475W - F606W$  e  $IC2 = F606W - F814W$  para las otras galaxias. Para cada estrella en la región de la asociación se calculó la distancia ( $d$ ) en los diagramas CMDs con todas las estrellas del campo. La estrella en el campo con valores en magnitud e índices de color más parecidos a la estrella de la agrupación, da el mínimo valor de esta distancia. Si dicho valor es menor que una cierta tolerancia, la estrella de la región es sustraída. La distancia en los CMDs fue calculada utilizando la siguiente expresión:

$$d = \{(m_r - m_c)A\}^2 + \{(IC1_r - IC1_c)B\}^2 + \{(IC2_r - IC2_c)B\}^2$$

donde  $m = F555W$  para NGC 300, y  $m = F606W$  para las otras galaxias. Los subíndices “r” y “c” se refieren a estrellas en la región y el campo respectivamente. Las constantes  $A$  y  $B$  son factores de normalización escogidos para equilibrar las diferencias en color y en magnitud.

Para obtener resultados lo más precisos posibles, este procedimiento se realizó con cinco regiones de comparación diferentes por cada agrupación. Las regiones de comparación tomadas fueron un anillo alrededor de la agrupación, con radio interior de  $\frac{5}{4} R$  a partir del centro de la agrupación, y cuatro regiones cercanas a la misma escogidas de la siguiente manera:  $(\alpha_0 \pm \Delta\alpha, \delta_0)$ ;  $(\alpha_0, \delta_0 \pm \Delta\delta)$  donde  $\Delta\alpha$  y  $\Delta\delta$  varían para cada galaxia:

NGC 300:  $\Delta\alpha = \Delta\delta = 20'' \sim 200$  pc

NGC 253:  $\Delta\alpha = \Delta\delta = 11.6'' \sim 200$  pc

NGC 247:  $\Delta\alpha = \Delta\delta = 11.5'' \sim 200$  pc



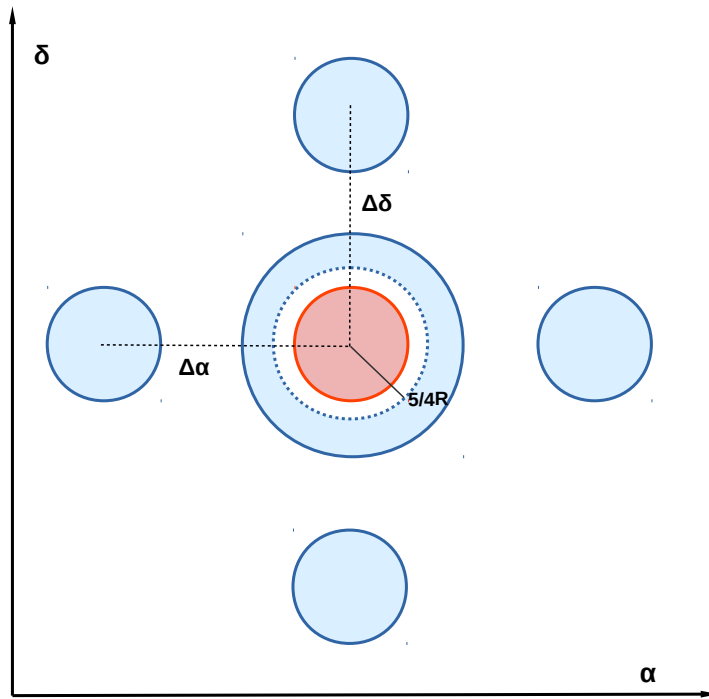


FIGURA 6.3: Diagrama de las regiones de comparación tomadas para la limpieza de estrellas de campo. En rojo se indica la región de la agrupación, y en azul las distintas regiones de comparación seleccionadas según los criterios explicados en el texto.

NGC 2403:  $\Delta\alpha = \Delta\delta = 12.9'' \sim 200$  pc,

Se consideró que 200 pc era una distancia prudencial para buscar una región de comparación, teniendo en cuenta el tamaño promedio de las asociaciones estelares. Por otro lado, en la elección de este valor se tuvo en cuenta una distancia que se adapte a la mayoría de agrupaciones, ya que la limpieza de estrellas de campo se realiza en forma sistemática para todas las agrupaciones detectadas. Las regiones de comparación fueron tomadas con el mismo área que la agrupación. En la Fig. 6.3 se muestra un diagrama indicando como se toman las cinco regiones de comparación con respecto a la región de la agrupación estudiada.

Luego, para evitar que las regiones de comparación seleccionadas puedan corresponder a posibles agrupaciones vecinas o caer afuera del FOV, se eliminaron los campos de comparación conteniendo el mayor y el menor número de estrellas, respectivamente. El resultado final de la decontaminación, es un promedio de los resultados obtenidos con los tres campos restantes. En la Fig. 6.4 se muestra la comparación entre los CMDs de la agrupación sin decontaminar, de un campo de comparación y de la agrupación decontaminada para AS 1020 perteneciente a NGC 300.

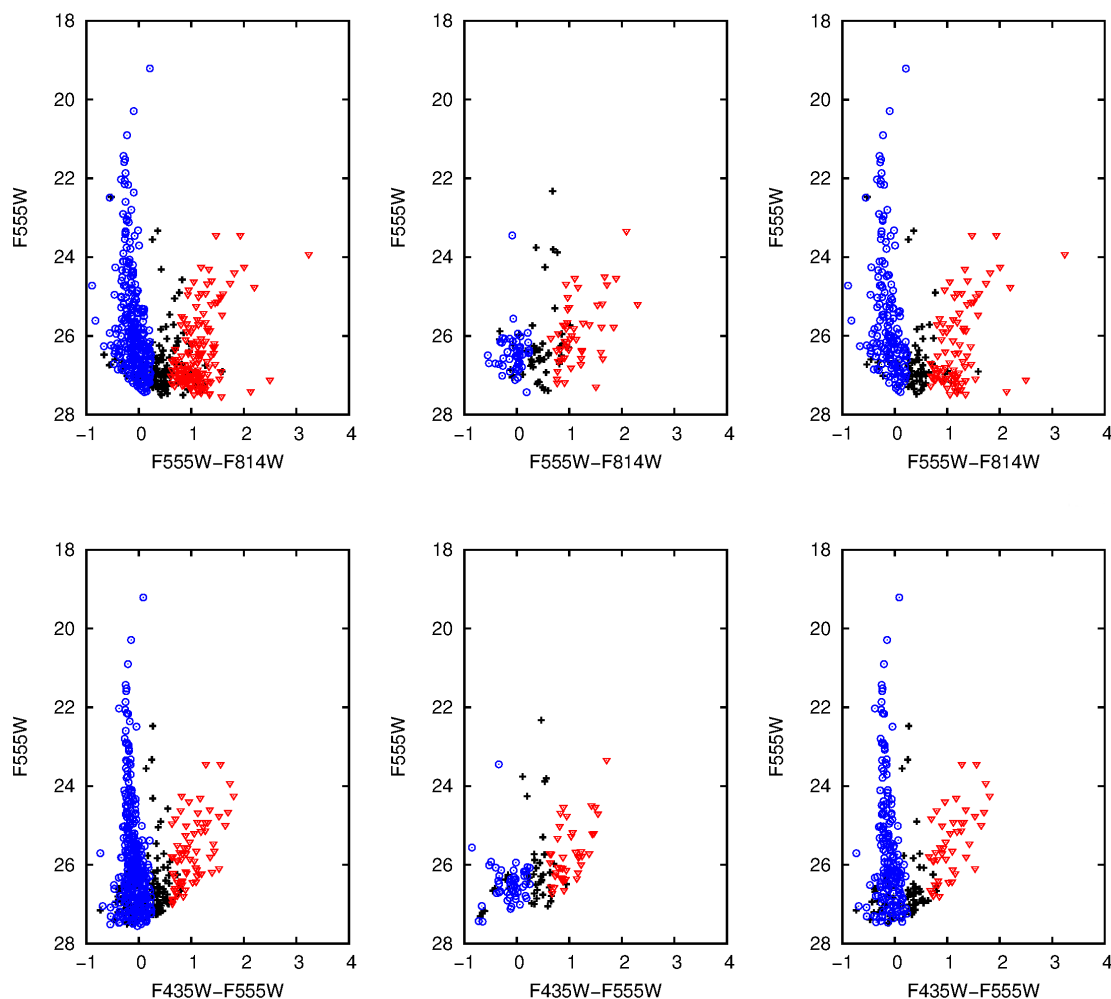


FIGURA 6.4: Comparación entre los CMDs de la región (izq.), campo (centro), y región decontaminada (der.) para la agrupación AS 1020 perteneciente a NGC 300. Los símbolos azules y rojos indican estrellas azules y rojas respectivamente (ver Sec. 5.1). Los símbolos negros indican estrellas que no pertenecen a ninguna de las poblaciones mencionadas.

A partir de estos resultados se calculó un valor para la densidad estelar de cada agrupación, contando el número de estrellas en un volumen dado por  $\pi r^3$ . También se pudieron construir los CMDs, LFs y en el caso de NGC 300 las funciones de masa.

### 6.3. Diagramas Color-Magnitud

A partir de la decontaminación explicada anteriormente, se construyeron los CMDs de cada agrupación estelar, donde se distinguieron las poblaciones azules y rojas según los criterios explicados en la sec. 5.1. En los mismos se superpusieron a modo de comparación, los modelos evolutivos teóricos de Marigo et al. (2008) con correcciones de Girardi et al. (2010) correspondiente a una población estelar joven de 10 Ma y metalicidad solar

( $Z=0.019$ ) y a una población más vieja de 1000 Ma y metalicidad  $Z=0.008$ . Para desplazar las isócronas se tomó en todos los casos una ley de enrojecimiento normal ( $R_V = 3.1$ ) y los valores de módulo de distancia y excesos de color correspondientes a cada galaxia e indicados en la Tabla 5.1. En las Figs. 6.5, 6.7, 6.8 y 6.9 se muestran algunos de los CMDs obtenidos para las agrupaciones en NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403 respectivamente, y en la Fig. 6.6 se muestra la ubicación de estas agrupaciones en sus correspondientes galaxias. En todos ellos se puede distinguir una secuencia joven de estrellas azules. Notar que para NGC 253 se muestran las magnitudes observadas y no las corregidas por enrojecimiento. Por lo tanto, esta secuencia se ve desplazada hacia la derecha con respecto al modelo teórico. Además, como ya fue mencionado en las secs. 5.1.1 y 5.1.2, en esta galaxia sólo distinguimos las poblaciones azules y rojas para magnitudes  $F606W < 24$ .

En estos diagramas decontaminados, se puede notar que aún prevalece un grupo de estrellas rojas. Esto se debe a que en este área del diagrama las estrellas están más dispersas, lo que produce que la decontaminación estadística pierda eficiencia. No obstante, podemos ver que para las estrellas azules esta sustracción es más confiable.

## 6.4. Función Luminosidad

Conocer la forma que tienen tanto la LF como la IMF, es clave para poder entender y modelar la formación estelar y evolución de galaxias. A partir de las regiones decontaminadas por estrellas de campo, se pudo construir la LF para todas las agrupaciones detectadas, contando la cantidad de estrellas en intervalos de 0.5 mag. Se tomaron las bandas  $F555W$  para NGC 300 y  $F606W$  para NGC 253, NGC 247 y NGC 2403. Para NGC 253 solo se tuvieron en cuenta las estrellas azules y brillantes.

La pendiente de la LF,

$$\Gamma = d \log N / d F606W$$

fue determinada realizando un ajuste por mínimos cuadrados sobre la parte brillante de la LF en las agrupaciones de todas las galaxias estudiadas (ver Sec. 5.1 y 5.1.2). Se consideró solo esta región para el ajuste ya que es la que presenta los errores más bajos en la fotometría y es en donde mejor podemos identificar la población estelar joven. Este ajuste se realizó solo en las agrupaciones que presentaban al menos cuatro intervalos con un número de estrellas no nulo.

Las pendientes obtenidas para las agrupaciones de cada galaxia se listan en las Tablas 6.1, 6.2, 6.3 y 6.4. En las Figs. 6.10, 6.11, 6.12 y 6.13 presentamos las LFs obtenidas para algunas agrupaciones estelares en las cuatro galaxias (ver Fig. 6.6). Los errores corresponden a la estadística de Poisson. En estos gráficos se puede observar que para las

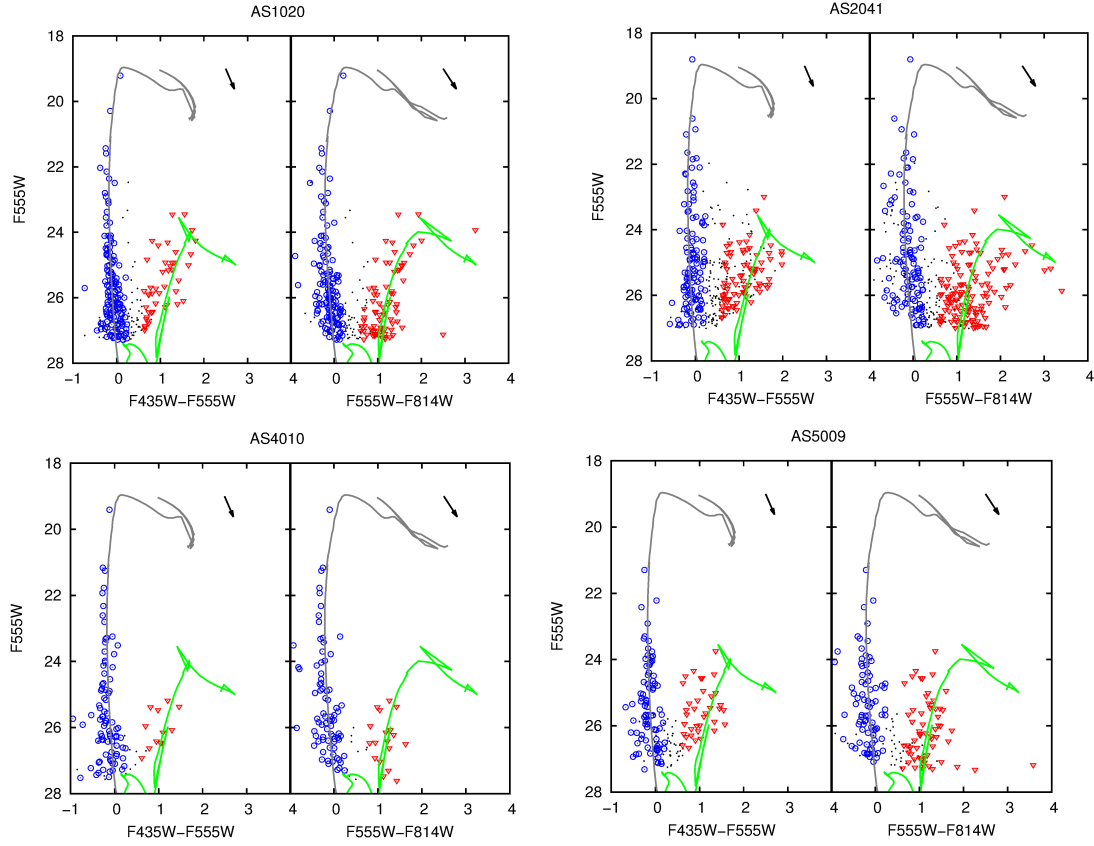


FIGURA 6.5: CMDs decontaminados  $F555W$  vs.  $F435W - F555W$  y  $F555W$  vs.  $F555W - F814W$  de las agrupaciones estelares AS 1020, AS 2041, AS 4010 y AS 5009 pertenecientes a la galaxia NGC 300. Las mismas se encuentran localizadas en diferentes regiones de la galaxia. Los símbolos azules y rojos corresponden a las poblaciones azules y rojas respectivamente. Los símbolos negros corresponden a las estrellas que no pertenecen a ninguna de las poblaciones mencionadas. La línea gris indica la isócrona correspondiente a  $10^7$  años y metalicidad solar ( $Z=0.019$ ). La línea verde corresponde a  $10^9$  años y  $Z=0.008$  (Marigo et al., 2008; Girardi et al., 2010). La flecha negra indica el vector de enrojecimiento.

magnitudes más grandes la curva de la LF comienza a decaer, esto se debe a incompletitud de la muestra, ya que a magnitudes tan débiles hay muchas estrellas que no son detectadas. En el próximo capítulo discutiremos los resultados generales obtenidos para cada galaxia.

## 6.5. Función de masa en NGC 300

NGC 300 es la galaxia más cercana de nuestra muestra, la misma se encuentra casi a la mitad de distancia que las otras tres galaxias (ver Tabla 2.1). Su proximidad y la excelente resolución de las imágenes con las que trabajamos, hacen que sea posible distinguir en ella las estrellas individuales, mientras que en las otras galaxias de la muestra posiblemente exista un factor de *crowding*.

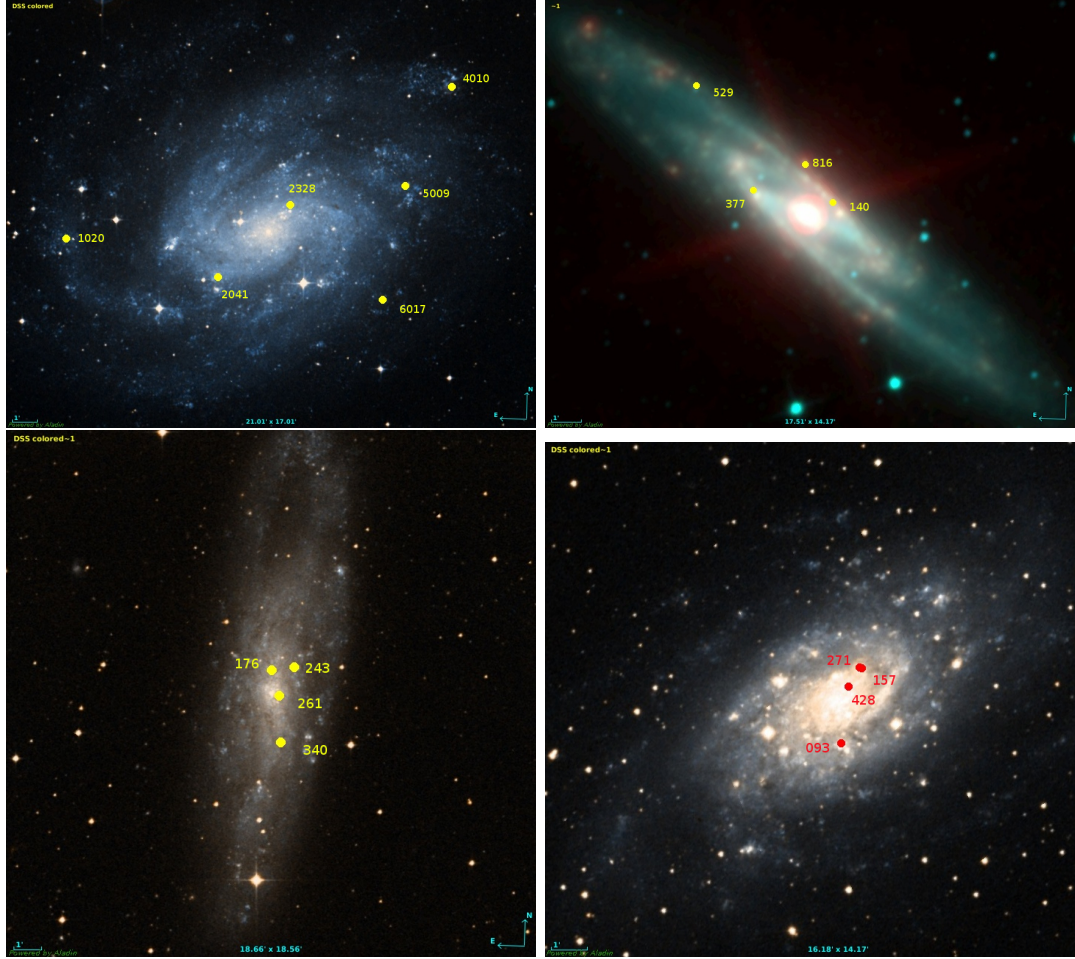


FIGURA 6.6: Ubicación sobre cada galaxias de las agrupaciones de las Figs.6.5, 6.7, 6.8, 6.9, 6.10, 6.11, 6.12, 6.13 y 6.14.

Con el propósito de derivar las masas de las estrellas azules resultantes de la decontaminación estadística, se realizó una interpolación lineal en la banda  $F555W$  sobre el modelo evolutivo de 1 Ma (Marigo et al., 2008; Girardi et al., 2010). Teniendo en cuenta que NGC 300 presenta un gradiente de metalicidad, con  $Z$  entre 0.004–0.018 (Bresolin et al., 2009; Gazak et al., 2015), las masas fueron estimadas considerando un rango de metalicidades entre  $Z=0.007$  y  $Z=0.019$ . Sin embargo, no se obtuvo una diferencia significativa en las masas estimadas. Por consiguiente decidimos adoptar las masas resultantes con una metalicidad solar ( $Z=0.019$ ).

En la Fig. 6.14 se presentan los histogramas de masas obtenidos para algunas asociaciones (ver Fig. 6.6); los intervalos de color gris corresponden a las estrellas azules y brillantes, las cuales presentan masas mayores a  $7.4 M_{\odot}$ . Sobre estos intervalos, se realizó un ajuste lineal por mínimos cuadrados. De esta forma, se pudo estimar un valor para la pendiente de la función de masa. Este ajuste solo se realizó en los casos con al menos 4 intervalos no nulos.

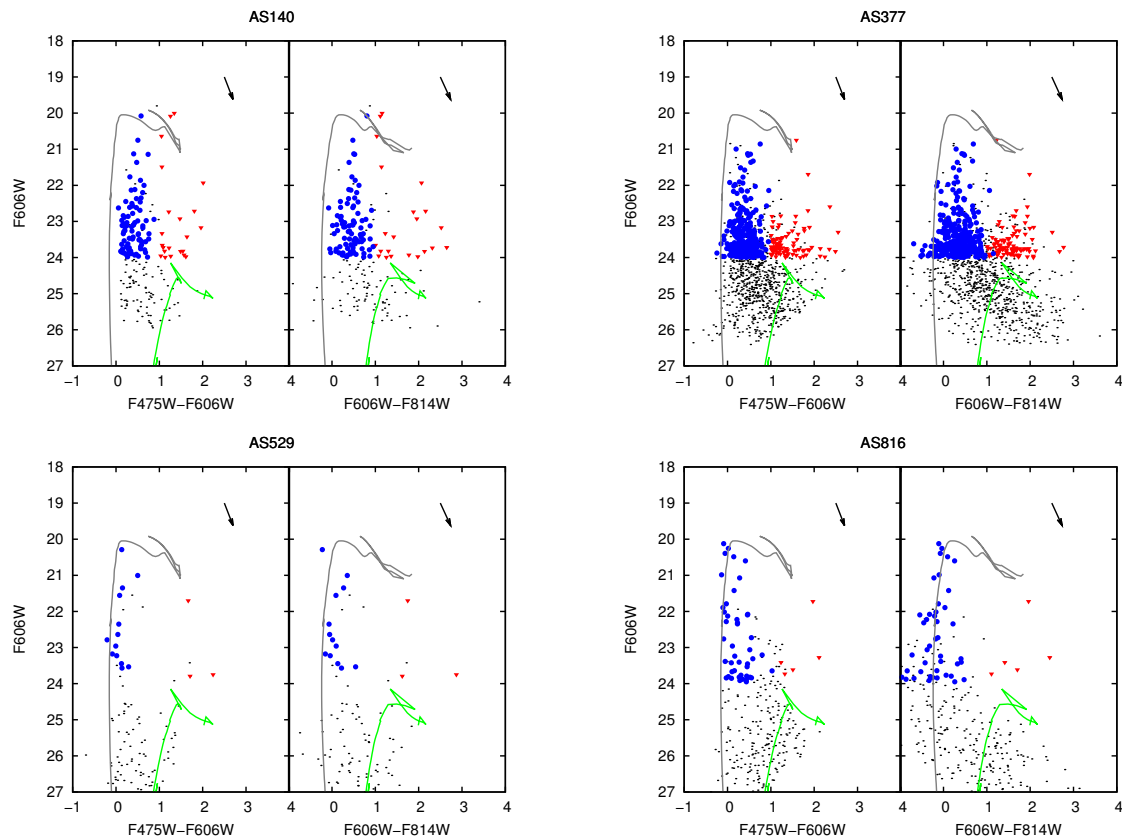


FIGURA 6.7: CMDs decontaminados  $F606W$  vs.  $F475W - F606W$  y  $F606W$  vs.  $F606W - F814W$  de las agrupaciones estelares AS 140, AS 377, AS 529 y AS 816 pertenecientes a la galaxia NGC 253. Las mismas se encuentran localizadas en diferentes regiones de la galaxia. Los símbolos y colores indican lo mismo que en la Fig. 6.5

Los histogramas presentados corresponden a la función actual de masa (PDMFs, por sus siglas en inglés). Además, en el rango de masas adoptado, la PDMF puede ser modelada por una ley de potencias expresada de la forma:

$$\log(N/\Delta(\log m)) = \Gamma \Delta(\log m),$$

donde  $N$  es el número de estrellas por intervalo logarítmico de masa  $\log(m)$ . Los valores derivados para la pendiente de cada asociación se presentan en la Tabla 6.1 y también se indican en la Fig. 6.14. Los resultados obtenidos serán discutidos más adelante (ver Sec. 7.1.4).

Con el objeto de estimar el efecto producido por la incerteza en la distancia y/o posible extinción variable en el procedimiento realizado, se repitió el mismo para diferentes valores de distancia. Para esto, se tomó en cuenta la incerteza en el modulo de distancia,  $26.43 \pm 0.09$ , dada por Bresolin et al. (2005). Y se utilizaron valores de  $A_V$  entre 0 y 0.53 (Roussel et al., 2005). Como resultado se obtuvo un cambio en las masas estelares de  $\Delta M/M \sim 25\%$  y cambios en las correspondientes pendientes de la PDMF menores

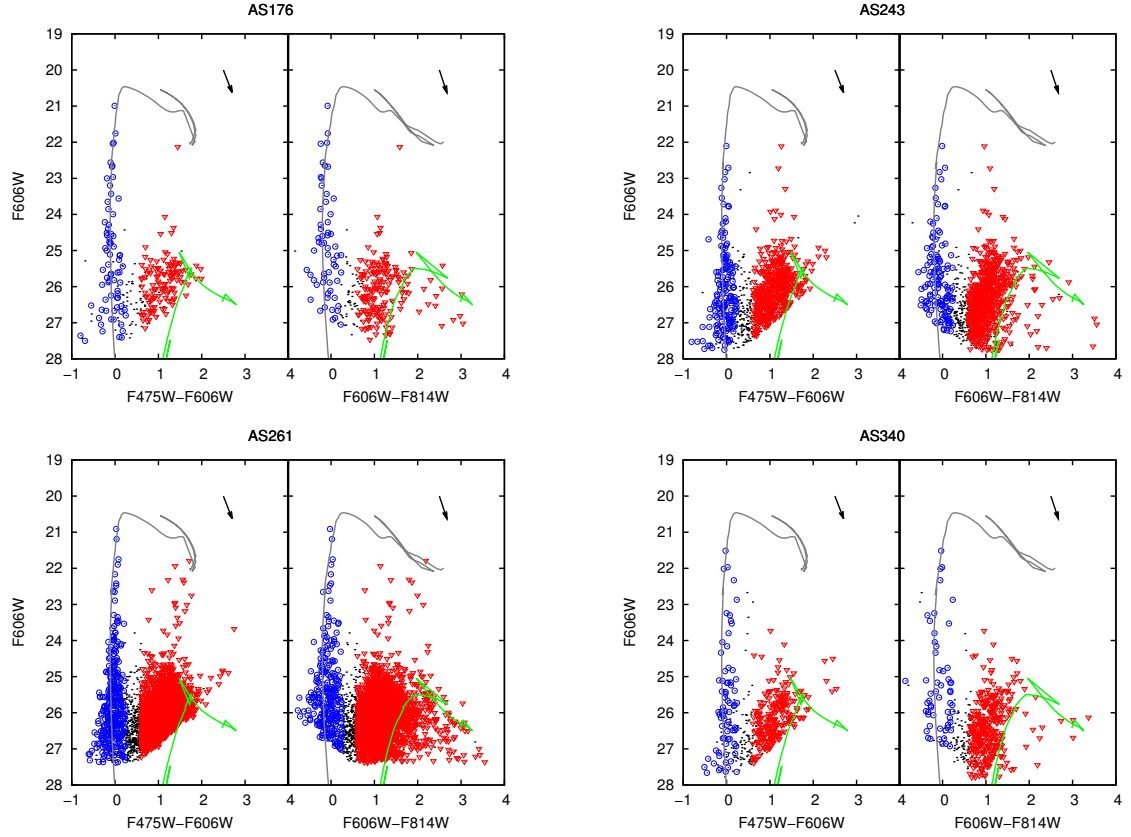


FIGURA 6.8: CMDs decontaminados  $F606W$  vs.  $F475W - F606W$  y  $F606W$  vs.  $F606W - F814W$  de las agrupaciones estelares AS 176, AS 243, AS 261 y AS 340 pertenecientes a la galaxia NGC 247. Las mismas se encuentran localizadas en diferentes regiones de la galaxia. Los símbolos y colores indican lo mismo que en la Fig. 6.5

a los errores en el ajuste realizado. Por consiguiente, nuestros resultados y conclusiones son independiente de los efectos indicados.

## 6.6. Catálogos

Como resultado del análisis realizado se construyeron catálogos para cada galaxia conteniendo las características principales de las miles de agrupaciones detectadas (ver Tabla 5.2). Estos catálogos contienen coordenadas, tamaños, número de estrellas, densidades, pendiente de la LF y de la PDMF (en el caso de NGC 300), enrojecimiento característico (en el caso de NGC 253), magnitud de la estrella más brillante y distancias galactocéntricas. En las tablas 6.1, 6.2, 6.3 y 6.4 se presentan las primeras 10 líneas de los catálogos realizados correspondientes a NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403 respectivamente. Las tablas completas se encuentran publicadas en los trabajos asociados a cada galaxia (NGC 300: Rodríguez et al. (2016); NGC 253: Rodríguez et al. (2018), NGC 247 y NGC 2403 en preparación). La distancia galactocéntrica fue calculada teniendo en cuenta los ángulos de posición ( $\gamma$ ) e inclinación ( $i$ ) de cada galaxia (ver Tabla 2.1). El



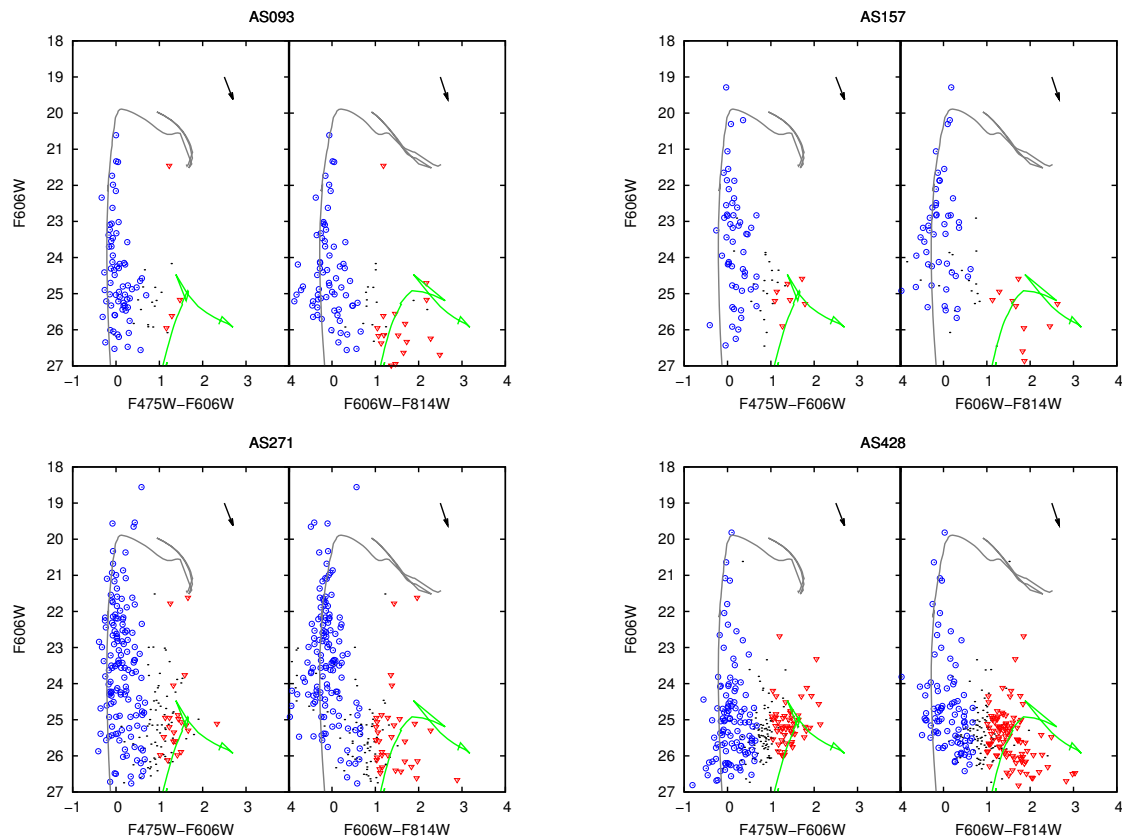


FIGURA 6.9: CMDs decontaminados  $F606W$  vs.  $F475W - F606W$  y  $F606W$  vs.  $F606W - F814W$  de las agrupaciones estelares AS 093, AS 157, AS 271 y AS 428 pertenecientes a la galaxia NGC 2403. Las mismas se encuentran localizadas en diferentes regiones de la galaxia. Los símbolos y colores indican lo mismo que en la Fig. 6.5

valor de  $A_V$  característico de cada agrupación presentado en la Tabla 6.2, corresponde a la moda de este valor medido en las estrellas azules y brillantes de cada grupo.



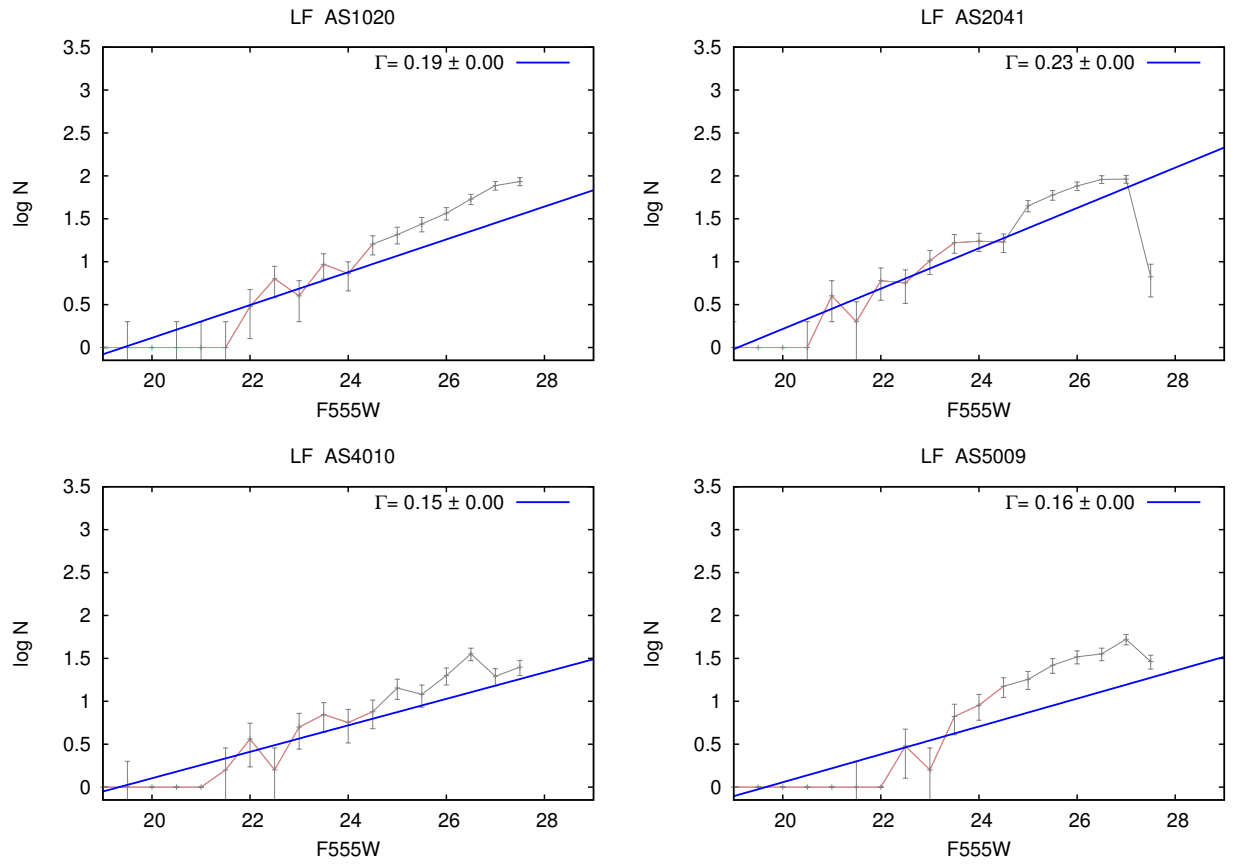


FIGURA 6.10: LFs para las agrupaciones AS 1020, AS 2041, AS 4010 y AS 5009 en NGC 300. La recta azul indica el ajuste lineal realizado sobre los intervalos más brillantes (marcados en rojo), la pendiente estimada en cada caso se indica en la esquina superior derecha.

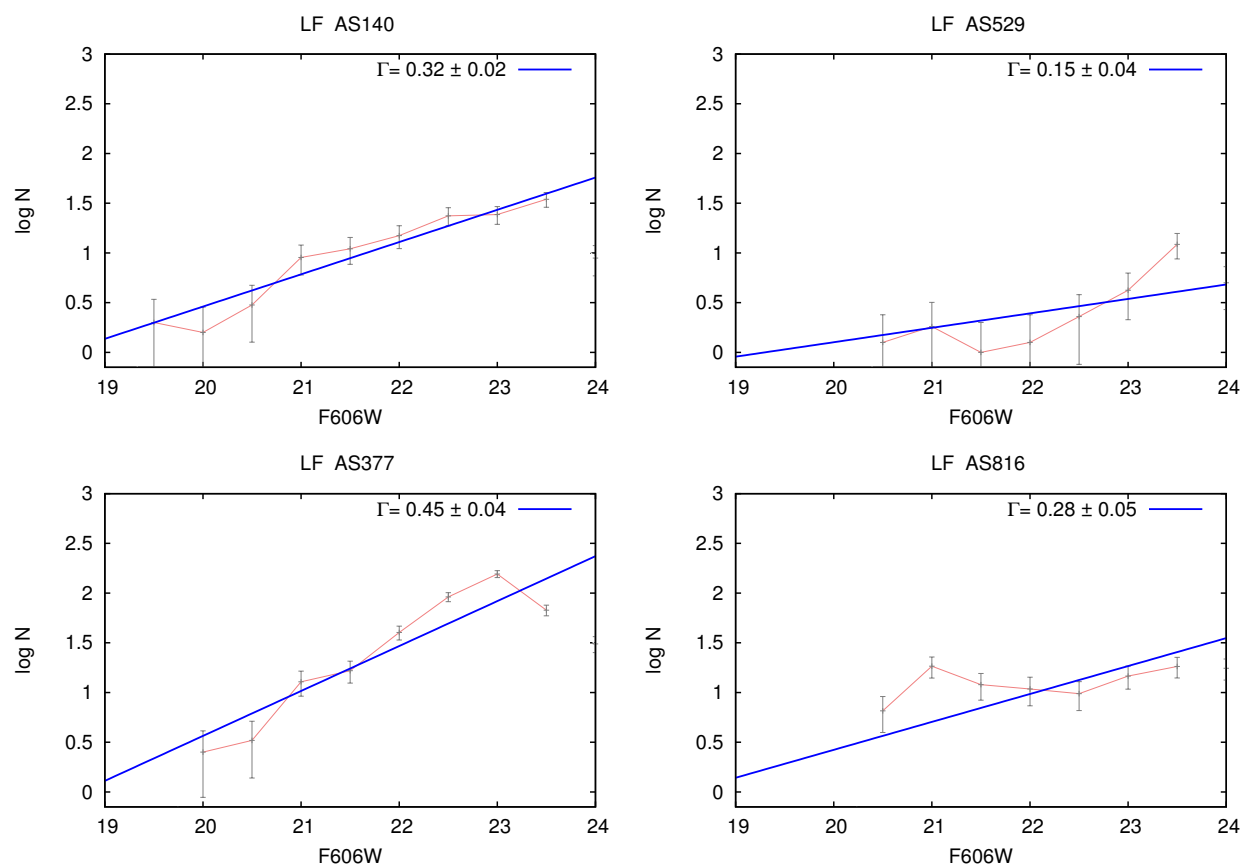


FIGURA 6.11: LFs para las agrupaciones AS 140, AS 529, AS 377 y AS 816 en NGC 253. La recta azul indica el ajuste lineal realizado, la pendiente estimada en cada caso se indica en la esquina superior derecha.

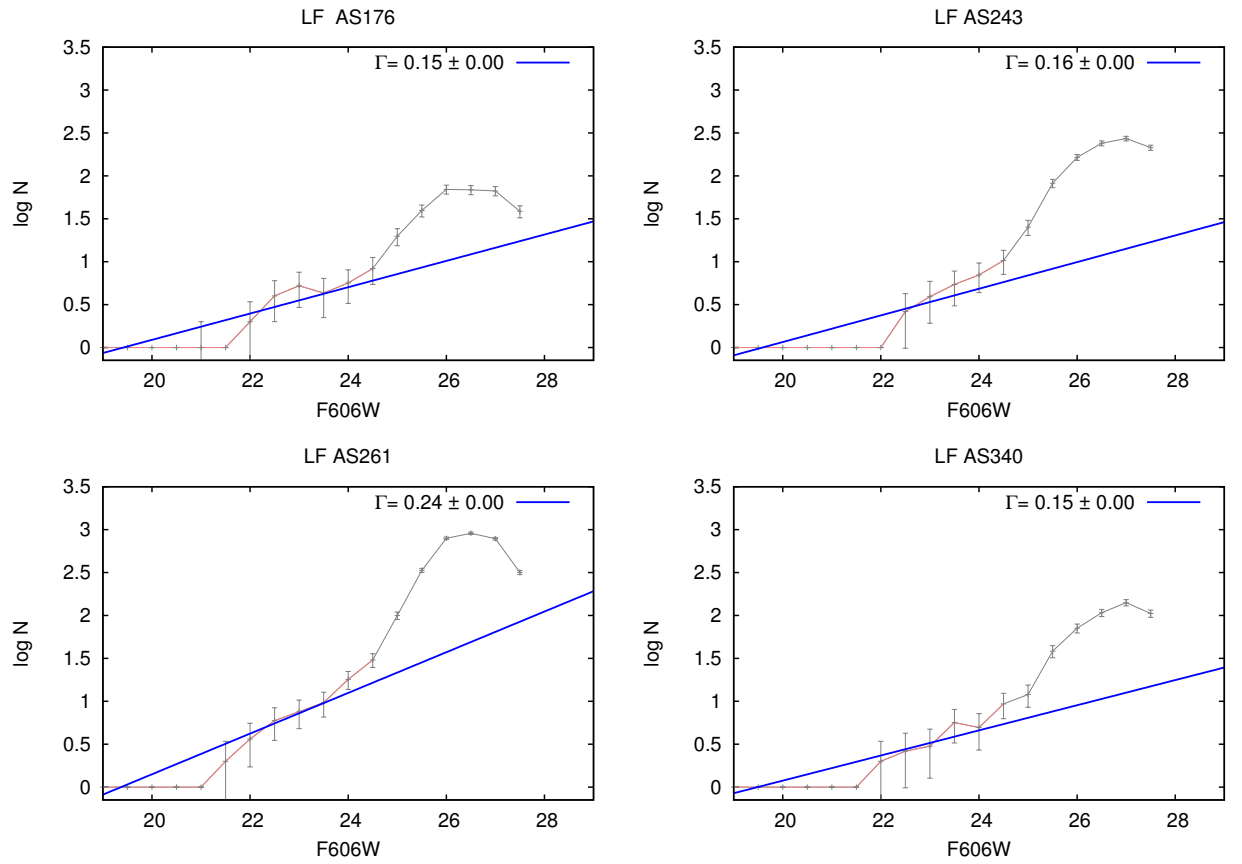


FIGURA 6.12: LFs para las agrupaciones AS 176, AS 243, AS 261 y AS 340 en NGC 247. La recta azul indica el ajuste lineal realizado sobre los intervalos más brillantes (marcados en rojo), la pendiente estimada en cada caso se indica en la esquina superior derecha.

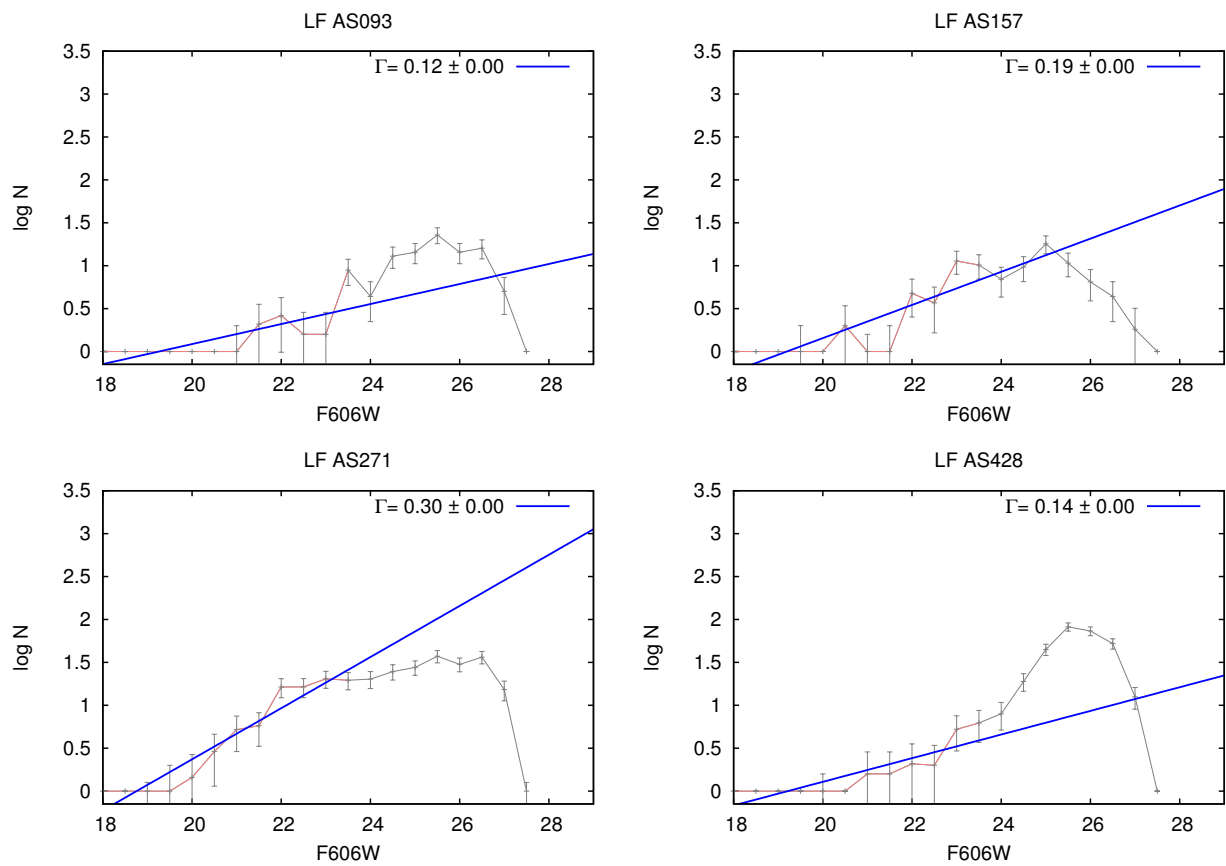


FIGURA 6.13: LFs para las agrupaciones AS 093, AS 157, AS 271 y AS 428 en NGC 2403. La recta azul indica el ajuste lineal realizado sobre los intervalos más brillantes (marcados en rojo), la pendiente estimada en cada caso se indica en la esquina superior derecha.

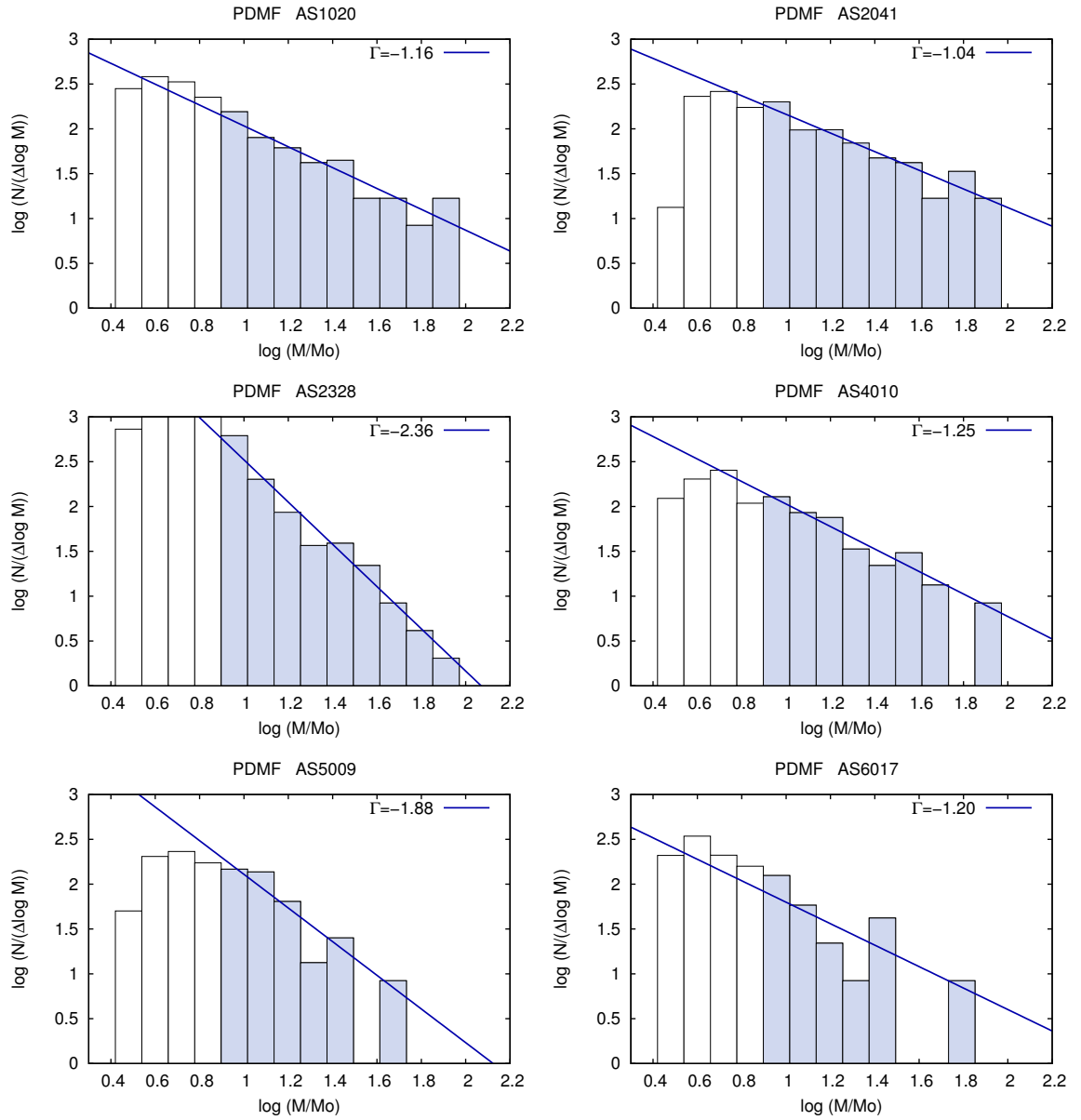


FIGURA 6.14: Función actual de masa para las asociaciones AS 1020, AS 2041, AS 2328, AS 4010, AS 5009 y AS 6017 las cuales se encuentran localizadas en diferentes regiones de la galaxia NGC 300. La línea corresponde a el ajuste realizado sobre los intervalos pintados en gris ( $M > 7.4 M_\odot$ ).

TABLA 6.1: Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 300

nombre	$\alpha_{2000}$ (grad)	$\delta_{2000}$ (grad)	r [pc]	N	N <sub>brl</sub>	N <sub>dct</sub>	N <sub>dct-brl</sub>	N <sub>azu</sub>	N <sub>azu-dct</sub>	N <sub>roj</sub>	N <sub>roj-dct</sub>	F555W <sub>min</sub>	$\Gamma_{LF}$	err <sub>FL</sub>	$\Gamma_{PDMF}$	err <sub>PDMF</sub>	d <sub>GC</sub> [Kpc]	$\rho$ [* / pc <sup>3</sup> ]
AS																		
1001	13.890841	-37.688836	10.71	45	16	35	14	32	25	4	3	21.43	—	—	-0.19	0.43	5.06	0.00926
1002	13.933404	-37.685159	7.14	25	25	25	25	11	11	0	0	23.01	0.12	0.03	-1.16	1.23	6.26	0.02232
1003	13.890247	-37.688886	14.66	80	22	59	19	49	38	16	11	20.90	0.07	0.03	-0.85	0.33	5.05	0.00609
1004	13.904136	-37.693602	27.44	181	19	110	15	98	58	46	27	21.09	0.07	0.02	-1.07	0.52	5.55	0.00173
1005	13.894911	-37.690068	28.2	216	21	123	9	112	60	62	35	22.95	—	—	-1.96	0.58	5.21	0.00179
1006	13.892505	-37.685818	22.93	140	22	85	16	72	45	29	17	21.53	0.08	0.02	-1.00	0.41	5.06	0.00229
1007	13.892056	-37.689406	18.8	117	14	76	10	61	40	33	21	22.93	—	—	-2.29	0.86	5.11	0.00372
1008	13.886917	-37.690713	45.87	571	44	290	19	282	148	171	86	21.55	0.09	0.02	-1.41	0.26	4.98	0.00098
1009	13.889945	-37.697110	32.14	267	25	143	16	115	57	72	41	21.25	—	—	-0.67	0.37	5.20	0.00140
1010	13.884190	-37.692673	28.2	198	17	109	10	82	50	75	35	22.57	—	—	—	—	4.94	0.00158

El sufijo *brl* indica estrellas brillantes

El sufijo *dct* indica estrellas pertenecientes a la región decontaminada.

El sufijo *azu* y *roj* indican estrellas azules y rojas respectivamente

$F555W_{min}$  es el valor de  $F555W$  de la estrella más brillante de la agrupación.

$\Gamma_{LF}$  y  $\Gamma_{PDMF}$  indican las pendiente de la FL y PDMF respectivamente.

$d_{GC}$  es la distancia galactocéntrica.

$\rho$  es la densidad

Aquí solo se presentan las primeras diez líneas, el catálogo completo tiene 1147 líneas.

TABLA 6.2: Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 253

nombre	$\alpha_{2000}$ (grad)	$\delta_{2000}$ (grad)	r [pc]	N	N <sub>brl</sub>	N <sub>dct</sub>	N <sub>dct-brl</sub>	N <sub>azu</sub>	N <sub>azu-dct</sub>	N <sub>roj</sub>	N <sub>roj-dct</sub>	F606W <sub>min</sub>	$\rho$ [* / pc <sup>3</sup> ]	( $\Gamma_{LF}$ )	err $\Gamma$	d <sub>GC</sub> [Kpc]	$A_V$
AS002	11.911189	-25.250842	14.80	26	18	19	18	16	16	0	0	19.99	0.00187	0.12	0.03	3.91	0.610
AS003	11.894225	-25.283620	13.77	13	21	12	21	13	13	6	6	19.85	0.00146	0.04	0.05	0.47	0.610
AS004	11.872012	-25.281292	15.15	16	19	10	17	15	13	3	2	18.45	0.00092	0.03	0.04	3.07	0.610
AS006	11.881036	-25.286077	18.59	31	12	16	12	12	12	0	0	20.77	0.00079	0.02	0.05	1.26	0.050
AS007	11.909739	-25.280824	11.36	16	10	12	10	10	10	0	0	20.94	0.00261	0.02	0.05	1.85	0.050
AS008	11.920171	-25.274954	8.26	14	10	11	9	8	7	1	0	23.12	0.00621	0.03	0.02	2.58	0.050
AS009	11.888770	-25.289815	17.90	28	29	19	22	25	19	3	2	20.26	0.00105	0.02	0.05	0.24	0.050
AS010	11.958507	-25.243423	23.41	46	50	28	44	45	39	5	4	19.18	0.00069	0.21	0.03	5.05	0.190
AS011	11.877059	-25.280397	10.33	11	12	9	11	10	9	0	0	21.80	0.00260	0.07	0.04	2.58	0.190
AS012	11.910848	-25.277194	12.74	15	20	13	18	15	14	1	0	19.77	0.00200	0.10	0.05	1.72	0.190

Los sufijos y símbolos indican lo mismo que en la Tabla 6.1.

$A_V$  es la absorción característica afectando cada agrupación.

Aquí solo se presentan las primeras diez líneas, el catálogo completo tiene 875 líneas.

TABLA 6.3: Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 247

nombre	$\alpha_{2000}$ (grad)	$\delta_{2000}$ (grad)	$r$ [pc]	N	N <sub>brl</sub>	N <sub>dct</sub>	N <sub>dct-brl</sub>	N <sub>azu</sub>	N <sub>azu-dct</sub>	N <sub>roj</sub>	N <sub>roj-dct</sub>	$F606W_{min}$	$\Gamma_{LF}$	err <sub>FL</sub>	d <sub>GG</sub> [Kpc]	$\rho$ [* / pc <sup>3</sup> ]
AS001	11.805643	-20.861243	11.86	24	17	23	17	16	15	0	0	21.24	—	—	10.28	0.00431
AS002	11.786760	-20.848537	11.52	24	14	24	14	16	16	2	2	21.27	—	—	6.66	0.00492
AS003	11.786111	-20.746055	10.82	28	12	25	12	17	16	8	5	22.19	—	—	0.99	0.00618
AS004	11.792281	-20.815486	19.19	67	42	59	40	48	46	9	4	21.02	0.16	0.03	4.96	0.00261
AS005	11.816387	-20.794570	10.12	15	12	15	12	10	10	1	1	21.71	—	—	8.11	0.00453
AS006	11.781599	-20.765551	11.16	25	21	25	21	6	6	4	4	22.83	—	—	0.70	0.00562
AS007	11.792762	-20.815607	45.71	343	94	227	75	179	133	82	45	20.32	0.21	0.04	5.04	0.00074
AS008	11.793659	-20.816691	71.54	865	93	470	52	268	166	356	186	20.12	0.19	0.03	5.26	0.00040
AS009	11.785080	-20.759815	40.13	335	101	218	66	87	60	144	82	20.60	0.20	0.03	0.09	0.00106
AS010	11.768378	-20.754383	45.37	356	59	220	49	118	94	158	73	20.34	0.16	0.03	3.84	0.00074

Los sufijos y símbolos indican lo mismo que en la Tabla 6.1.

Aquí solo se presentan las primeras diez líneas, el catálogo completo tiene 339 líneas.

TABLA 6.4: Catálogo de agrupaciones estelares en NGC 2403

nombre	$\alpha_{2000}$ (grad)	$\delta_{2000}$ (grad)	$r$ [pc]	N	N <sub>brl</sub>	N <sub>dct</sub>	N <sub>dct-brl</sub>	N <sub>azu</sub>	N <sub>azu-dct</sub>	N <sub>roj</sub>	N <sub>roj-dct</sub>	$F606W_{min}$	$\Gamma_{LF}$	err <sub>FL</sub>	d <sub>GG</sub> [Kpc]	$\rho$ [* / pc <sup>3</sup> ]
AS001	114.278295	65.610044	13.86	45	23	38	17	37	31	2	2	22.34	—	—	1.75	0.00457
AS002	114.278241	65.608591	13.55	44	24	41	24	34	32	2	1	21.65	—	—	1.79	0.00527
AS003	114.277129	65.613554	12.32	35	11	32	9	24	22	4	3	21.77	—	—	1.65	0.00547
AS004	114.189149	65.616678	42.81	418	254	321	177	340	269	24	11	18.56	0.35	0.02	2.00	0.00131
AS005	114.227903	65.590895	8.31	13	10	12	9	8	7	2	2	21.59	—	—	1.47	0.00668
AS006	114.277486	65.611102	11.08	19	16	17	13	19	17	0	0	20.29	0.07	0.02	1.70	0.00399
AS007	114.279864	65.610909	20.32	89	59	74	35	80	67	5	4	20.50	0.18	0.04	1.77	0.00282
AS008	114.214663	65.581727	10.78	29	17	27	16	21	20	4	4	19.15	—	—	2.08	0.00690
AS009	114.271873	65.611442	11.08	31	24	30	22	26	25	0	0	21.52	0.13	0.03	1.53	0.00704
AS010	114.204487	65.595066	10.16	20	14	19	13	11	11	2	2	21.94	—	—	0.61	0.00579

Los sufijos y símbolos indican lo mismo que en la Tabla 6.1.

Aquí solo se presentan las primeras diez líneas, el catálogo completo tiene 573 líneas.





## Capítulo 7

# Discusión

### 7.1. Características globales de las agrupaciones estelares jóvenes

En el capítulo anterior se describió el análisis realizado sobre cada agrupación joven, mediante el cual se pudieron derivar los parámetros de las mismas, tales como sus tamaños, número de miembros, pendiente de la LF, etc. En base a los valores de estos parámetros, se realizó un análisis global de las propiedades de estos sistemas jóvenes en cada galaxia. A continuación se describe el comportamiento general de estas propiedades en las galaxias estudiadas.

#### 7.1.1. Tamaños

Las distribuciones de tamaños correspondientes a las agrupaciones identificadas en las cuatro galaxias, se muestran en la Fig. 7.1, donde los errores indicados provienen de la estadística de Poisson ( $\sqrt{N}$ ). En estos histogramas, se puede apreciar que los radios de las agrupaciones abarcan un rango amplio de valores, yendo desde aproximadamente 5 pc hasta 150 pc. También, se puede observar que los máximos de estas distribuciones se encuentran entre 20 y 60 pc. Por otro lado, se obtuvieron valores medios para el radio de las agrupaciones, los cuales se encuentran listados en la Tabla 7.1. El valor medio del radio es similar para las asociaciones en NGC 300, NGC 253 y NGC 2403 y ligeramente mayor para las pertenecientes a NGC 247. Estos resultados son consistentes con los encontrados en otras galaxias utilizando algoritmos automáticos de búsqueda e imágenes obtenidas con el HST. Bresolin et al. (1998) estudiaron las agrupaciones estelares en 7 galaxias espirales: NGC 925, NGC 2090, NGC 2541, NGC 3351, NGC 3621, NGC 4548, y M101, hallando un pico en la distribución de tamaños entre 25-45 pc y valores para el radio medio entre 25-60 pc. Pietrzyński et al. (2005) comparó los valores obtenidos por Bresolin

et al. (1998) con varios catálogos de asociaciones OB en galaxias cercanas del Grupo Local (IC 1613, M 33, NGC 6822, LMC, SMC y M 31), y con algunas galaxias más distantes (UGC 12732, NGC 1058, NGC 7217, NGC 4394, NGC 3507 y NGC 337A) hallando máximos en la distribución de tamaños entre 25-55 pc y radios medios entre 20-90 pc. En nuestra Galaxia, estos valores parecerían ser algo menores. En las asociaciones OB con distancias menores a 3 kpc del sol, Melnik & Efremov (1995) encontraron un máximo en la distribución de tamaños de 15 pc y un valor para el radio medio de 20 pc. Algunos ejemplos de agrupaciones estelares jóvenes en nuestra Galaxia son las asociaciones en la región de Orion, Ori OB1a y Ori OB1b, cuyos radios son de 37 y 17 pc respectivamente (Briceno, 2008). La región de Cygnus contiene varias asociaciones, las cuales presentan una gran variedad de tamaños desde los 10 hasta los 70 pc (Garmany & Stencel, 1992).

Por lo tanto, vemos que los valores obtenidos parecen mantenerse aproximadamente constantes entre las distintas galaxias. Estos resultados refuerzan lo señalado por varios autores (ej. Bresolin et al., 1998) de que no existiría una relación entre el tamaño de las asociaciones con el tipo morfológico de la galaxia.

### 7.1.2. Número de miembros

En las columnas 4, 5 y 6 de la Tabla 7.1 se indican los valores promedios del números de estrellas detectadas en total, brillantes y azules ( $\bar{N}$ ,  $\bar{N}_{bri}$  y  $\bar{N}_{az}$ ) respectivamente en las asociaciones identificadas. En NGC 253, NGC 247 y NGC 2403 el número medio de miembros ronda las 300 estrellas. Mientras que para NGC 300 es considerablemente mayor. Por otra parte, las asociaciones en NGC 253 tienen en promedio mayor cantidad de estrellas brillantes que las demás. El número medio de estrellas azules es similar en NGC 300 y NGC 2403, y mayor al obtenido en NGC 247. Hay que recordar, que en NGC 253 solo fue posible separar las poblaciones por color en las estrellas brillantes (ver Sec. 5.1.2). Por lo tanto, el número medio de estrellas azules en esta galaxia es considerablemente menor que en las demás, ya que sólo se tuvieron en cuenta aquellas con magnitud  $F666W < 24$ .

Con el fin de comparar la cantidad de miembros detectados entre asociaciones del mismo tamaño en las diferentes galaxias. Se realizó el gráfico de la cantidad de miembros contra el radio de las agrupaciones (Ver Fig. 7.2). Luego, se realizó un ajuste cuadrático por mínimos cuadrados a los datos obtenidos. Para esto se tuvieron en cuenta sólo los grupos con radios mayores a 9 pc, de esta forma evitamos las regiones más pobladas, donde el efecto de *crowding* entre estrellas puede ser significativo. De esta forma, se encontró que las agrupaciones más populosas son las pertenecientes a NGC 300, luego las de NGC 2403, NGC 253 y finalmente NGC 247. Comparando los coeficientes obtenidos en el ajuste, obtenemos que las agrupaciones en NGC 300 son  $\sim 1.7$  más numerosas que las de NGC 2403,  $\sim 2$  veces más numerosas que las de NGC 253 y  $\sim 2.3$  veces más

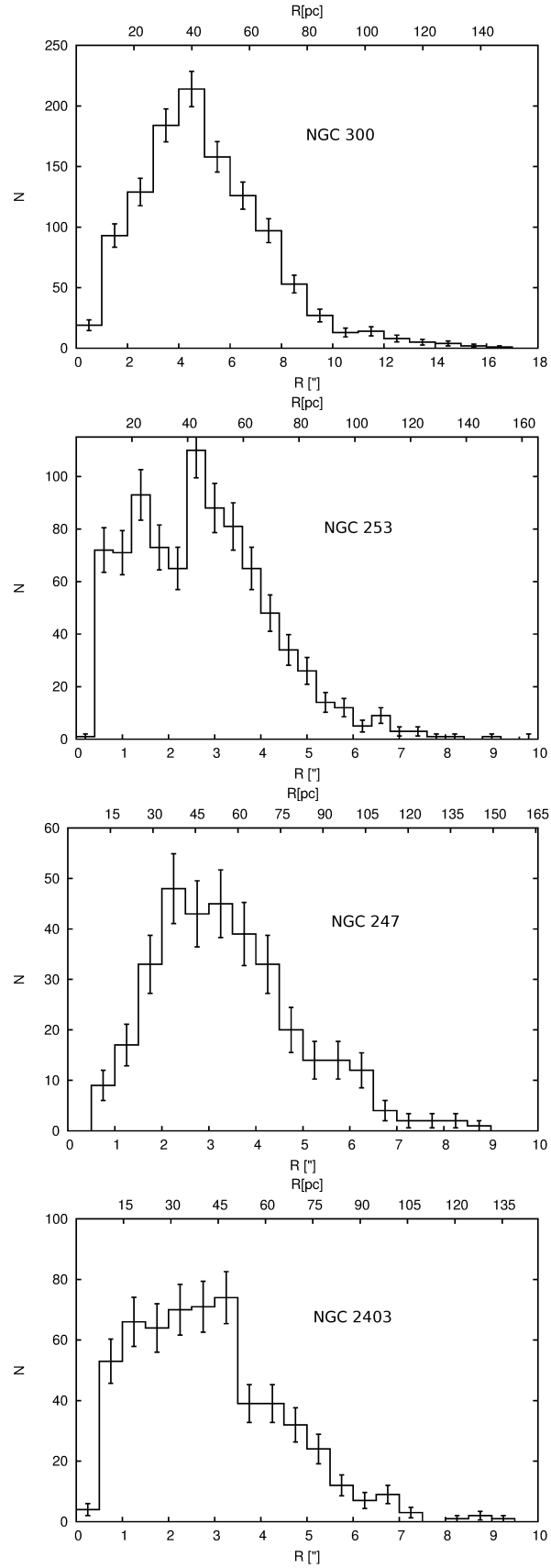


FIGURA 7.1: Distribución de tamaños. El tamaño en parsecs (eje superior) fue calculado utilizando las equivalencias dadas en la Tabla 2.1.

numerosas que las de NGC 247. Siguiendo este orden, parecería ser que a medida que nos alejamos, las galaxias tienen menos miembros. Esta coincidencia, sugiere que los valores observado son solo un efecto de distancia, ya que en las galaxias más próximas llegamos a ver estrellas de magnitudes más débiles y por lo tanto vemos más estrellas. También, es posible que exista un efecto de *crowding* entre estrellas que aumentaría con la distancia, al disminuir el poder de resolver estrellas individuales.

### 7.1.3. Comportamiento de la Función Luminosidad

En la Fig. 7.3 se muestran los histogramas correspondientes a la pendiente de la LF ( $\Gamma_{LF}$ ) para las cuatro galaxias estudiadas, donde los errores indicados provienen de la estadística de Poisson. En estos histogramas podemos observar varios resultados interesantes. En primer lugar, vemos que NGC 300 y NGC 2403 presentan distribuciones muy similares de  $\Gamma_{LF}$ . Sin embargo, NGC 2403 y NGC 253 presentan rangos de valores más extendidos que las otras dos galaxias, llegando a pendientes de 0.45. Por otra parte, vemos que la distribución correspondiente NGC 247 parecería estar corrida hacia la izquierda, presentando valores sistemáticamente más bajos de  $\Gamma_{LF}$ , y por lo tanto, pendientes menos empinadas que las asociaciones en las otras galaxias. En la Columna 8 de la Tabla 7.1, se muestra el rango de valores que toma la LF para cada galaxia, donde también se pueden apreciar estos resultados.

Se estimó un valor medio para  $\Gamma_{LF}$  en cada galaxia obteniéndose valores entre 0.12 y 0.21 (ver Tabla 7.1). Con el fin de obtener resultados más confiables, sólo se tuvieron en cuenta aquellas agrupaciones con más de 30 estrellas azules resultantes de la decontaminación estadística y errores en la pendiente menores a 0.05. Estos valores son comparables, aunque algo menores, a los obtenidos por Kharchenko et al. (2009) para cúmulos abiertos pertenecientes a nuestra Galaxia. Ellos estudiaron 650 cúmulos abiertos encontrando valores para la pendiente de la LF entre 0.2 y 0.3. Phelps & Janes (1993) encontraron un valor de 0.34 para esta pendiente en cúmulos jóvenes en la Galaxia. Bresolin et al. (1998) hallaron valores considerablemente mayores para las siete galaxias espirales mencionadas en la Sec. 7.1.1. Ellos derivaron un valor medio para la pendiente de la LF en la banda V de  $0.61 \pm 0.03$ . Esta discrepancia puede deberse en parte a la diferencia en los cortes en magnitud adoptados ( $M_V \leq -4.76$  en Bresolin et al. (1998), y  $M_{F555W} \lesssim -1.6$  para NGC 300,  $M_{F606W} \lesssim -3.7$  para NGC 253,  $M_{F606W} \lesssim -2.7$  para NGC 247 y  $M_{F606W} \lesssim -3.5$  para NGC 2403, en este trabajo). Además, las galaxias estudiadas por Bresolin et al. (1998) se encuentran a distancias entre 6.7 y 14.5 Mpc. Por lo tanto, están mucho más alejadas que las estudiadas en esta Tesis. En consecuencia, es probable que las magnitudes observadas estén afectadas por *crowding*, lo que afectaría la forma de la LF. Sin embargo, es necesario realizar estudios más detallados para confirmar que esta diferencia es sólo debida a estos factores y descartar que pueda deberse a causas relacionadas con

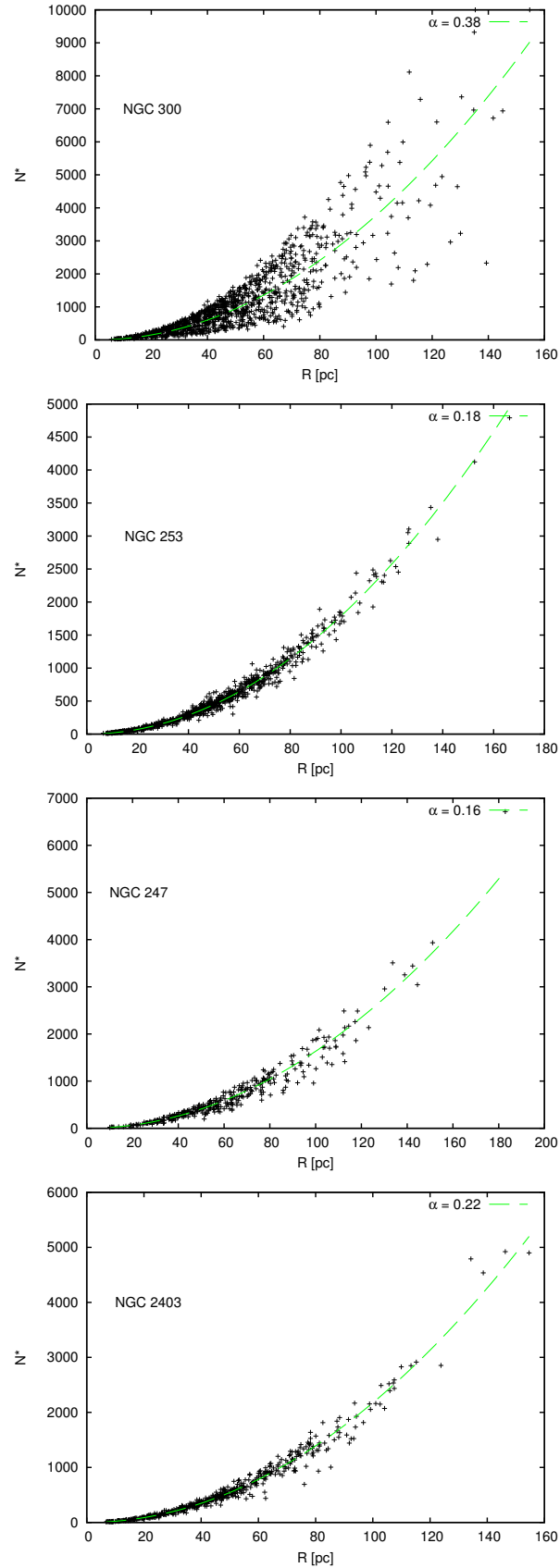


FIGURA 7.2: Número de estrellas miembros contra radio de las agrupaciones. De arriba hacia abajo: NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403. La línea verde a trazos indica el ajuste realizado por mínimos cuadrados. En la esquina superior derecha se indica el valor obtenido para el coeficiente cuadrático en el ajuste.

TABLA 7.1: Valores medios de los tamaños, número de miembros, pendientes de las funciones luminosidad y de masa, y densidades, obtenidos para cada galaxia.

Galaxia	$\bar{r}$ ["]	$\bar{r}$ [pc]	$\bar{N}$	$\bar{N}_{bri}$	$\bar{N}_{az}$	$\bar{\Gamma}_{LF}$	Rango de $\Gamma_{LF}$	$\bar{\Gamma}_{PDMF}$	$\bar{\rho}$ [*/pc <sup>3</sup> ]
NGC 300	5.05	47	557	20	117	0.13	0.04-0.33	-1.23	0.0022
NGC 253	2.74	47	248	27	18	0.21	0.09-0.45	—	0.0006
NGC 247	3.42	60	366	18	71	0.12	0.02-0.2	—	0.0005
NCC 2403	2.90	45	300	13	117	0.16	0.05-0.44	—	0.0012

la naturaleza de los grupos. Drazinos et al. (2013) encuentran un valor muy parecido al hallado por Bresolin et al. (1998) para las mismas galaxias, lo que no es de extrañar ya que en su análisis utilizaron los mismos datos. Pierre & Azzopardi (1988) encontraron un valor medio para  $\Gamma_{LF}$  en NGC 300 de  $0.57 \pm 0.1$ . Este es bastante mayor que el hallado por nosotros de 0.13. Sin embargo, en esta comparación hay que tener en cuenta que Pierre & Azzopardi (1988) realizaron el ajuste teniendo en cuenta estrellas con  $M_V \leq -4$  y en este trabajo se consideraron estrellas hasta 2.4 mag más débiles. También, hay que considerar que sus datos fueron obtenidos con un telescopio de 3.6 m desde tierra. Por consiguiente, es muy probable que los mismos sufran de *crowding*, y no se estén resolviendo estrellas individuales. Por lo tanto, el valor dado por Pierre & Azzopardi (1988) es poco confiable, de hecho ellos le dan una precisión de a lo sumo 20 %.

Se analizó la existencia de una posible relación entre la pendiente de la LF y la distancia galactocéntrica. Para las galaxias NGC 300, NGC 247 y NGC 2403, no se halló ninguna relación apreciable. Sin embargo, cuando estudiamos esta relación para NGC 253, encontramos un resultado llamativo. Estudiando sólo las agrupaciones más numerosas en ésta galaxia y con errores bajos en la pendiente ajustada, esto es, aquellas con más de 50 estrellas azules brillantes resultantes de la decontaminación estadística y errores en las pendientes menores a 0.09, se encontró que las asociaciones con valores bajos en la pendiente se localizaban cerca del centro galáctico. Por otra parte, las asociaciones con los mayores valores en pendiente se encontraban localizadas entre  $\sim 2$ -3.5 Kpc. En el panel izquierdo de la Fig. 7.4 se muestra la relación de  $\Gamma_{LF}$  y la distancia galactocéntrica, en color azul se marcaron las agrupaciones con valores de la pendiente menores a 0.18 y en rosa las pendientes mayores a 0.3. Ubicando estas asociaciones sobre una imagen IR WISE de la galaxia (ver Fig. 7.4 derecha), podemos ver, que las agrupaciones con valores bajos de la pendiente se encuentran cerca del centro galáctico, dentro de la región con brotes de formación estelar. Estos valores indican que la pendiente de la LF es más achatada que en las asociaciones de otras regiones, por lo que habría más estrellas brillantes que en otras agrupaciones. Mientras que todas las agrupaciones con pendientes mayores a 0.3 se encuentran sobre una estructura anular que rodea la barra y el núcleo, las LFs de estas asociaciones se caracterizan por tener una gran cantidad de estrellas de magnitudes más débiles .

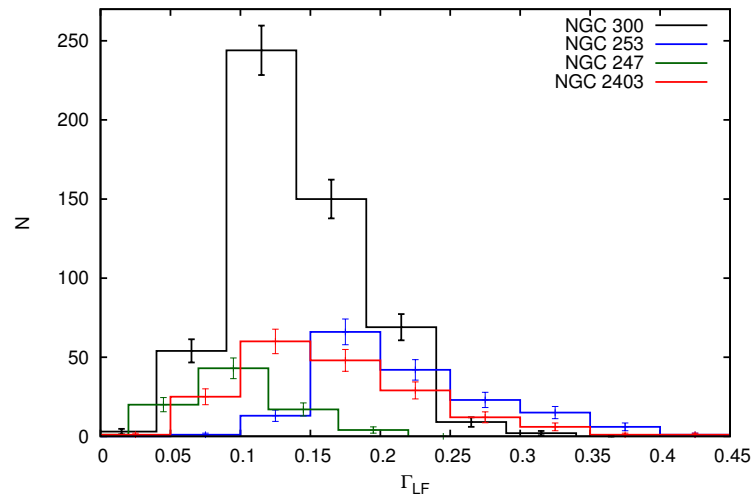


FIGURA 7.3: Histogramas de la pendiente de la LF para las cuatro galaxias estudiadas.

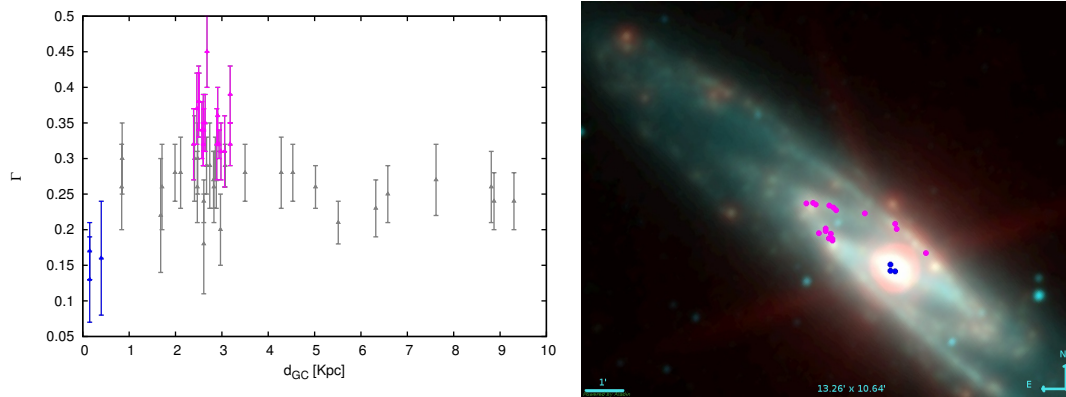


FIGURA 7.4: *Izq*: Comportamiento de la pendiente de la LF con la distancia galactocéntrica en NGC 253. Los puntos rosas corresponden a asociaciones con valores de  $\Gamma_{LF}$  mayores a 0.3. Los puntos azules a asociaciones con valores de  $\Gamma_{LF}$  menores a 0.18. *Der*: Posición de los puntos rosas y azules de la figura de la derecha superpuestos en una imagen Wise IR de NGC 253. Se puede apreciar claramente que las asociaciones con valores pequeños de  $\Gamma_{LF}$  se encuentran en el núcleo galáctico, mientras que las que tienen valores mayores de  $\Gamma_{LF}$  se ubican sobre una estructura anular que rodea al núcleo galáctico.

#### 7.1.4. Comportamiento de la Función de Masa en NGC 300

La función de masa nos dice como se distribuye la masa de las estrellas. Salpeter (1955) determinó la distribución de masas para la vecindad solar, observando que la mayor parte de la masa en estrellas reside en estrellas de baja masa, y obtuvo un valor para la pendiente de la IMF de -1.35.

En este trabajo se estimó el valor medio para la pendiente de la PDMF en NGC 300. El mismo fue calculado teniendo en cuenta solo las agrupaciones con más de 30 miembros y errores en la pendiente calculada menores a 0.5, obteniéndose un valor medio de -1.23. Este valor es cercano al valor clásico de la IMF dado por Salpeter (1955).

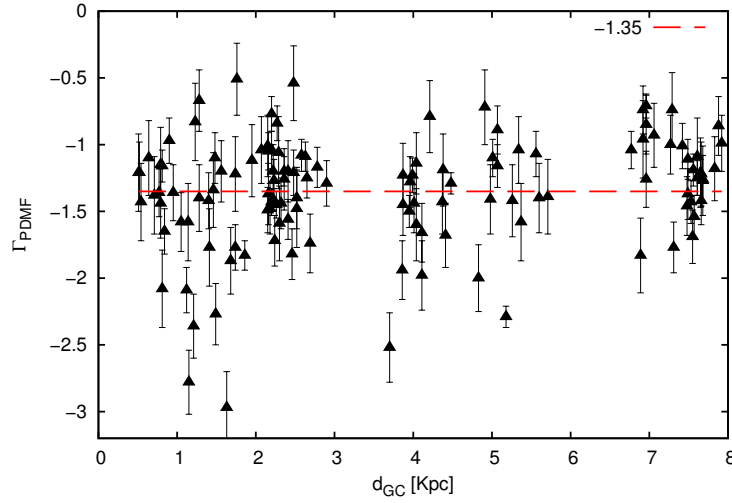


FIGURA 7.5: Comportamiento de la PDMF para las agrupaciones más importantes en NGC 300. La línea roja a trazos indica el valor de la pendiente de la función de masa dado por Salpeter (1955) de  $-1.35$ .

Varios trabajos han propuesto la existencia de una relación entre la forma de la función de masa y la distancia galactocéntrica (ej. Martín-Navarro et al., 2015). Buscando una relación de este tipo, realizamos el gráfico de la pendiente en función de la distancia, considerando solo los grupos más relevantes. Estos grupos se seleccionaron considerando aquellas agrupaciones con más de 150 estrellas azules resultantes de la decontaminación estadística, errores en la pendiente de la PDMF estimada menores a 0.3 y que contengan al menos una estrella masiva, con  $M > 25 M_{\odot}$ . Este gráfico se presenta en la Fig. 7.5, donde se puede ver una ligera tendencia que indica que las pendientes en las regiones más exteriores de la galaxia son menos empinadas que en la región central. Sin embargo, teniendo en cuenta los errores, no podemos confirmar una clara dependencia de  $\Gamma_{PDMF}$  con la distancia al centro galáctico.

### 7.1.5. Densidad media

La densidad media se calculó sobre todas las agrupaciones con más de 30 miembros resultantes de la limpieza por estrellas de campo. Los valores obtenidos se muestran en la Tabla 7.1. Hay que tener en cuenta, que según la completitud en cada caso, estos valores se obtuvieron contando estrellas con  $M_{F555W} \lesssim 0.6$  para NGC 300, que corresponde aproximadamente al tipo espectral A0,  $M_{F606W} \lesssim -0.5$  para NGC 2403, que corresponde aproximadamente al tipo espectral B7 y  $M_{F606W} \lesssim -0.8$  para NGC 253 y NGC 247 que corresponde aproximadamente al tipo espectral B6. Por lo tanto, no es llamativo que la densidad media en NGC 300 sea considerablemente mayor que en las demás galaxias, ya que estamos contando muchas más estrellas.



TABLA 7.2: Complejos estelares en NGC 300

Nombre	raj2000 [grad]	dej2000 [grad]	diam["]	diam[pc]
CPLX01	13.7509516964	-37.6775490805	13.8	130
CPLX02	13.7330410972	-37.6711137899	4.9	45
CPLX03	13.7214055931	-37.6677497334	9.9	93
CPLX04	13.7105562431	-37.6712045709	27.7	260
CPLX05	13.6939297138	-37.6751423685	20.9	196
CPLX06	13.7154553323	-37.6959642932	15.6	146
CPLX07	13.7628591272	-37.7125464936	36.3	340
CPLX08	13.7570902582	-37.7063077342	1.9	17
CPLX09	13.7656144432	-37.7217742376	19.8	186
CPLX10	13.7228750772	-37.7291960776	13.9	130
CPLX11	13.7084006751	-37.6432386291	36.4	342
CPLX12	13.6967320709	-37.6341158411	12.7	119
CPLX13	13.6323595623	-37.6297814745	8.9	83
CPLX14	13.6261165775	-37.6299514857	9.0	84
CPLX15	13.6286055748	-37.6433963816	8.0	75
CPLX16	13.6081679126	-37.6340928406	9.8	92
CPLX17	13.6081554879	-37.6528248074	13.2	123
CPLX18	13.6053111856	-37.6599606169	13.5	126
CPLX19	13.5711011426	-37.5883804186	18.0	168
CPLX20	13.5689875185	-37.5823042233	5.3	49
CPLX21	13.8913379852	-37.6884588128	11.1	104

## 7.2. Complejos estelares

Como se describió en la Sec. 1.1, los complejos estelares son estructuras jóvenes compuestas por varias asociaciones OB o cúmulos abiertos. En los mapas de densidad de estrellas azules presentados en la Sec. 5.3 (Figs. 5.10, 5.11, 5.12 y 5.13), los contornos en color turquesa representan las estructuras más densas encontradas en estos mapas. Las mismas presentan tamaños de cientos de parsecs, y cada una de ellas abarca una región en la que se pueden encontrar varias de las agrupaciones estelares detectadas con el PLC. Por estos motivos, concluimos que estas estructuras son complejos estelares.

En las Tablas 7.2, 7.3, 7.4 y 7.5, presentamos los catálogos de los complejos estelares detectados en cada galaxia. Para calcular las coordenadas de sus centros y sus diámetros, se tomaron en cuenta todos los puntos que utiliza *Aladin* para trazar los contornos. La posición del centro fue calculada como la media de las posiciones de estos puntos y el diámetro como dos veces la desviación estándar (ver expresiones en la Sec. 6.1). Se hallaron 21 complejos en NGC 300, 13 en NGC 253, 20 en NGC 247 y 14 en NGC 2403. Para cada galaxia se calculó un diámetro medio de los complejos encontrados. Se halló un valor medio de 138 pc para NGC 300, 231 pc para NGC 253, 324 pc para NGC 247 y 239 pc para NGC 2403. Al igual que para el caso de las agrupaciones encontradas con el PLC, NGC 247 presenta complejos de mayor tamaño.

TABLA 7.3: Complejos estelares en NGC 253

Nombre	raj2000 [grad]	dej2000 [grad]	diam["]	diam[pc]
CPLX01	11.9560507301	-25.2177903336	1.6	27
CPLX02	11.9286869958	-25.2591481182	19.5	331
CPLX03	11.9190598022	-25.2608942042	21.7	368
CPLX04	11.9168398105	-25.2675948344	4.5	75
CPLX05	11.9227461330	-25.2723292818	31.8	539
CPLX06	11.9041117421	-25.2632114236	8.0	135
CPLX07	11.8897474226	-25.2588781835	1.6	27
CPLX08	11.8884215322	-25.2697164130	14.0	237
CPLX09	11.8842168270	-25.2748048693	9.5	162
CPLX10	11.8791887478	-25.2777556057	16.6	281
CPLX11	11.8732970048	-25.2813136274	9.4	160
CPLX12	11.8899206994	-25.2884779893	22.5	382
CPLX13	11.8972050222	-25.2844076050	17.1	291

TABLA 7.4: Complejos estelares en NGC 247

Nombre	raj2000 [grad]	dej2000 [grad]	diam["]	diam[pc]
CPLX01	11.8096671280	-20.7510111344	18.9	330
CPLX02	11.7993254690	-20.7535311151	14.8	258
CPLX03	11.7874170459	-20.7590981163	44.8	781
CPLX04	11.7877988046	-20.7472298078	26.5	462
CPLX05	11.7703708736	-20.7474490476	22.3	389
CPLX06	11.7686864931	-20.7542393744	17.9	311
CPLX07	11.7783891940	-20.7752220226	10.9	190
CPLX08	11.7735733102	-20.7832800767	13.0	226
CPLX09	11.7854220759	-20.7970784602	31.9	556
CPLX10	11.7726666222	-20.7988226216	15.8	275
CPLX11	11.7933861117	-20.8177873037	30.4	529
CPLX12	11.8012992710	-20.8350303944	17.4	303
CPLX13	11.8062535700	-20.8676846637	14.3	249
CPLX14	11.8153574437	-20.7935585036	27.2	473
CPLX15	11.8224278144	-20.7907405700	6.6	114
CPLX16	11.8007920651	-20.7830758630	7.0	121
CPLX17	11.8014305467	-20.7899175683	2.8	49
CPLX18	11.7991964177	-20.7930183772	12.0	208
CPLX19	11.8141839588	-20.7679724897	13.0	226
CPLX20	11.8144719231	-20.7592108021	25.5	444

TABLA 7.5: Complejos estelares en NGC 2403

Nombre	raj2000 [grad]	dej2000 [grad]	diam["]	diam[pc]
CPLX01	114.2785813388	65.6103998639	25.9	398
CPLX02	114.2278216129	65.5955109147	10.3	158
CPLX03	114.2486628769	65.5857576595	12.9	198
CPLX04	114.2355062609	65.5842804340	8.8	135
CPLX05	114.2570798032	65.5752367508	16.9	260
CPLX06	114.2758890034	65.5786408097	13.9	214
CPLX07	114.2740218002	65.5928918403	2.2	33
CPLX08	114.3264650030	65.5954127214	7.6	116
CPLX09	114.2157584721	65.6126276336	23.2	356
CPLX10	114.2045289404	65.6082354186	18.2	280
CPLX11	114.1974495562	65.6010114253	7.4	114
CPLX12	114.1639710135	65.6053591424	28.6	440
CPLX13	114.1897159127	65.6163812146	17.1	263
CPLX14	114.2110422099	65.5816478270	25.1	386

Teniendo en cuenta que la cámara ACS/WFC tiene un FOV de  $3.3' \times 3.3'$ , la cantidad de campos observados en cada galaxia, y la distancia a la que se encuentra cada una de ellas (ver Tabla 2.1 y Sec. 4), se encontró que la galaxia NGC 2403 presenta más regiones de formación estelar por área cubierta, presentando aproximadamente una región cada  $0.6 \text{ kpc}^2$ , seguida por NGC 300 con 1 región cada aproximadamente  $1 \text{ kpc}^2$ , luego NGC 247 con una región cada aproximadamente  $1.8 \text{ kpc}^2$ , y finalmente NGC 253 con aproximadamente 1 región cada  $4 \text{ kpc}^2$ . Hay que tener en cuenta que la baja frecuencia de regiones de formación estelar en esta última galaxia puede deberse a la gran cantidad de polvo que presenta. Es decir, podrían existir complejos que estén ocultos por el polvo. Siguiendo este orden, encontramos que la cantidad de regiones de formación estelar por área, aumenta al disminuir el tamaño de las galaxias (ver Tabla 2.1). Este resultado podría deberse a un sesgo observacional, ya que el tamaño de los complejos estelares es proporcional al tamaño de las galaxias (Elmegreen et al., 1994). De esta forma, galaxias más grandes tendrán complejos de mayor tamaño. Por otro lado, en un modelo estelar regulado por turbulencia, existe una relación entre el tamaño de las estructuras y el tiempo que tardan en formar estrellas (ver Fig. 1.2, Elmegreen & Efremov, 1996; Efremov & Elmegreen, 1998). Como consecuencia, las estructuras más grandes serán más viejas, y por lo tanto más evolucionadas y difíciles de reconocer. Mientras que los complejos más pequeños aún son luminosos y contienen una gran cantidad de estrellas jóvenes y masivas.

### 7.3. Distribución de la población estelar joven

#### 7.3.1. NGC 300

En la Fig. 5.6 del Cap. 5 podemos ver que las agrupaciones detectadas caen sobre los brazos espirales y núcleo de NGC 300. Un resultado similar se puede ver en los mapas de densidad presentados en la Fig. 5.10 del mismo capítulo, donde es posible apreciar que la población azul, a diferencia de la roja, se encuentra esparcida a lo largo de los brazos espirales.

Por otra parte, se correlacionaron las agrupaciones detectadas con la posición de las regiones HII en NGC 300, catalogadas por Faesi et al. (2014). Se encontró que de las 42 regiones HII localizadas en los campos estudiados, 37 están asociadas a una o varias agrupaciones estelares jóvenes. Esta alta correlación entre ambas estructuras es esperada, ya que son las estrellas masivas de tipo O y B, las que ionizan el gas interestelar. También se comparó la posición de las regiones HII con los complejos estelares hallados en la sección anterior. Encontrándose que 14 complejos están relacionados con una o dos regiones HII, las cuales en general se hallan cerca de los bordes del complejo. En la Fig. 7.6 se muestran sobre una imagen color del campo 2 de NGC 300 (ver Fig 4.1) los complejos estelares (contornos turquesas), junto con los centros de las regiones HII del catálogo de Faesi et al. (2014) (puntos rojos), y las agrupaciones estelares halladas con el método PLC (puntos amarillos pequeños). Los contornos turquesas que encierran los complejos estelares son los mismos que en el panel izquierdo de la Fig. 5.10 y fueron hallados a través de los mapas de densidad (ver Sec. 5.3). En esta imagen se puede apreciar que los complejos estelares, regiones HII y agrupaciones jóvenes se encuentran emparentados.

#### 7.3.2. NGC 253

En la Fig. 5.7 del Cap. 5, se muestra la distribución de las agrupaciones detectadas sobre una imagen WISE IR de la galaxia NGC 253. En ella podemos notar que los grupos estelares están principalmente localizados sobre algunas estructuras especiales de NGC 253, ellas son: I) la región central, II) el extremo observado de la barra, III) una estructura en forma de anillo que rodea la barra y IV) los brazos espirales. Todas estas estructuras son prominente en el cercano infrarrojo como se puede apreciar en la Fig. 7.7 tomada del trabajo de Iodice et al. (2014).

A partir de nuestro análisis, se encontraron dos complejos estelares con al menos 20 miembros (agrupaciones individuales) en la región central de la galaxia (contornos A y B en la Fig. 7.8). El complejo más cercano al centro (complejo A) esta dentro de los 300 pc con brotes de formación estelar, y coincide con el súper cúmulo estelar descrito en

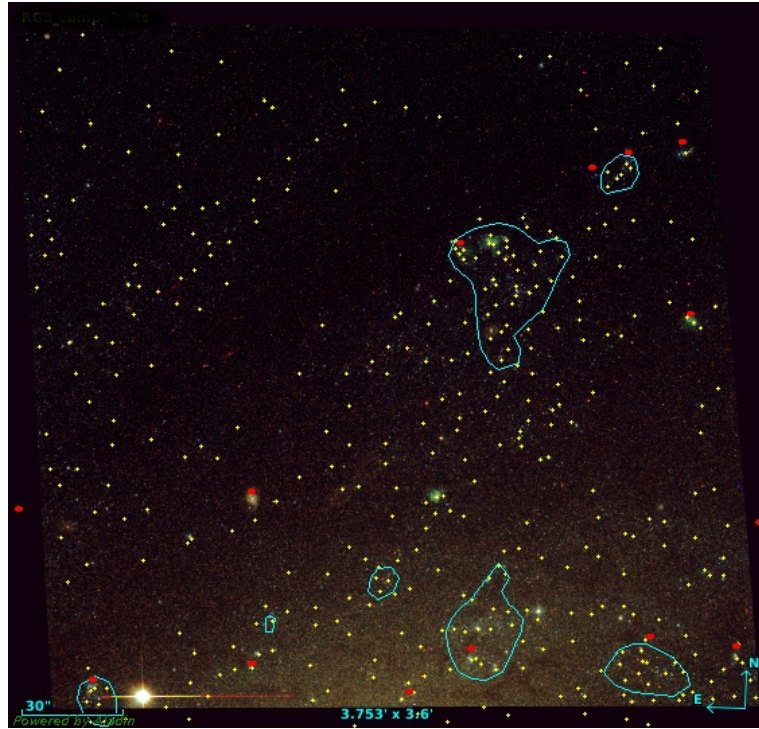


FIGURA 7.6: Imagen color correspondiente al campo 2 de la galaxia NGC 300. Los contornos turquesas encierran complejos estelares, los puntos rojos indican centros de regiones HII, y los puntos amarillos corresponden a las agrupaciones detectadas con el PLC.

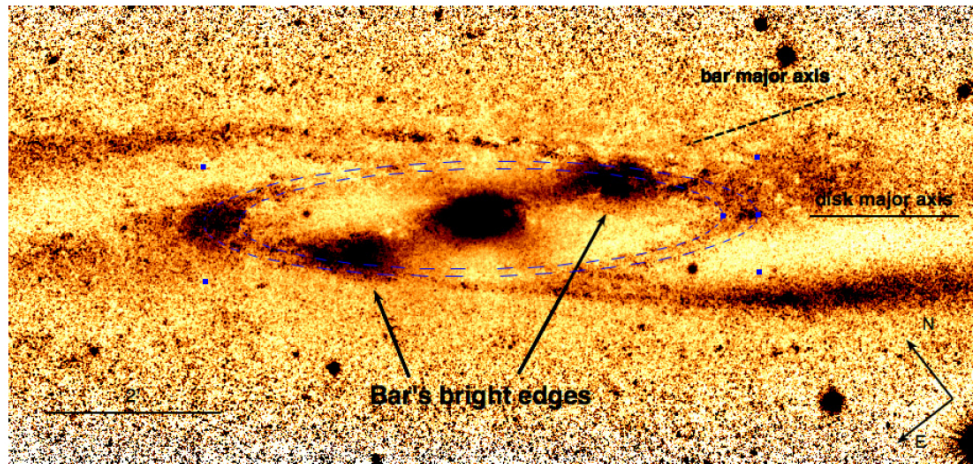


FIGURA 7.7: Imagen en la banda  $K_s$  observada con el telescopio VISTA presentada en el trabajo de Iodice et al. (2014); en ella se pueden distinguir claramente el núcleo, los extremos brillantes de la barra, y la estructura anular que rodea a la misma. La imagen cubre un campo de  $11' \times 5'$ .

varios trabajos (ej. Kornei & McCrady, 2009; Davidge, 2016). A partir del método PLC nosotros pudimos detectar varias agrupaciones individuales. Esto sugiere que en realidad se trata de un complejo estelar, más que un súper cúmulo. A esta misma conclusión se arribó en el trabajo de Davidge (2016), donde se detectó formación estelar en diferentes ubicaciones dentro de esta región. Por otra parte, a este mismo complejo pertenecen las agrupaciones con valores de la pendiente bajos indicados en la Sec. 7.1.3. Para el análisis de la Sec. 7.1.3 sólo se tuvo en cuenta las agrupaciones más numerosas y con bajo error en la pendiente obtenida. Sin embargo, todas las agrupaciones estelares que caen dentro de este complejo, presentan valores en la pendiente de la LF menores a 0.2.

En la Fig. 7.8, también se puede apreciar, un gran complejo estelar conteniendo una gran cantidad de agrupaciones. Este complejo está indicado con la letra C en la figura y se encuentra ubicado en el extremo de la barra. La cual, en esta imagen óptica, obtenida de la combinación de las bandas F475W, F606W y F814W ACS/HST, queda completamente oscurecida por el polvo, siendo sólo visible la región de formación estelar localizada en su extremo. Este punto, junto con el otro extremo de la barra, fueron identificados por Iodice et al. (2014) como puntos brillantes que conectan la barra con el brazo espiral exterior en las imágenes IR de VISTA<sup>1</sup>. El análisis realizado por Iodice et al. (2014) sugiere que estos puntos son regiones de formación estelar, en lugar de ser las típicas “asas” observadas en los extremos de otras galaxias espirales. Este resultado concuerda con nuestro hallazgo de un gran complejo estelar en este punto.

El resto de los complejos estelares indicados con contornos turquesa en la Fig. 7.8, se encuentran a lo largo de la estructura anular mencionada anteriormente. La misma fue asociada con formación estelar activa según lo sugerido en los mapas  $H_\alpha$  de la galaxia (Hoopes et al., 1996). El origen de esta estructura, con radios entre 2.6 y 3.1 kpc, no está aún bien entendida. Según Iodice et al. (2014) es probable que sea el resultado de un *merger* con un satélite menor, o alternatively, se trate de una fase intermedia en la formación de la barra. Las asociaciones con pendientes de la LF mayores a 0.3, que mencionamos en la Sec. 7.1.3, se encuentran localizadas sobre estas dos últimas estructuras.

Un resultado llamativo, es que a diferencia de las otras galaxias estudiadas, casi todos los complejos estelares hallados en NGC 253 se encuentran en la parte más interna de la galaxia, sobre las tres estructuras descriptas más arriba (centro, extremo de la barra y anillo). Sólo el complejo *CPLX01*, el cuál tiene un radio muy pequeño, se halla fuera de esta región y sobre uno de los brazos espirales.

---

<sup>1</sup><http://www.vista.ac.uk/>



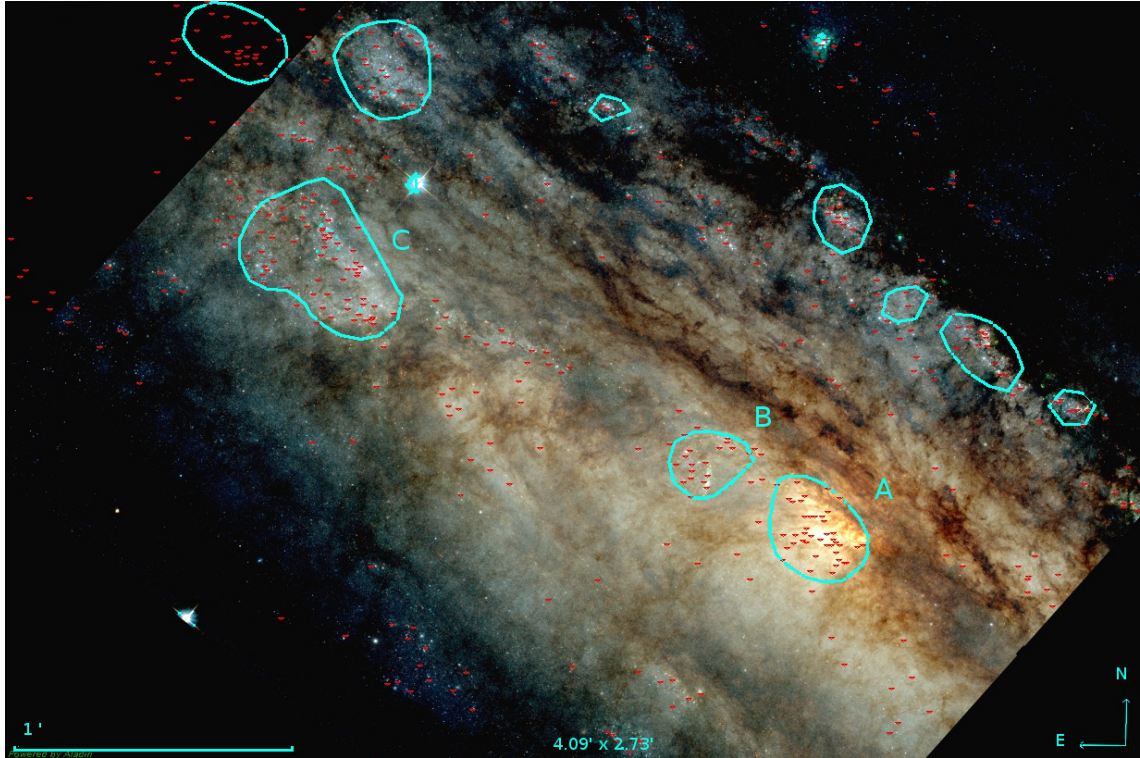


FIGURA 7.8: Imagen color del campo 5 de NGC 253 (ver Fig. 4.3). Los contornos turquesa encierran complejos estelares, las letras *A*, *B* y *C* indican tres complejos particulares (ver texto). Los puntos rojos corresponden a las agrupaciones estelares halladas con el PLC.

### 7.3.3. NGC 247

En la Fig. 5.8 del Cap. 5, se muestra la distribución de los grupos estelares jóvenes hallados con el método PLC en la galaxia NGC 247. En esta imagen se puede apreciar que dichos grupos parecen distribuirse principalmente a lo largo de tres estructuras de la galaxia. Estas son: I) la parte central de la galaxia, II) lo que parecería ser una barra muy tenue y III) los brazos espirales.

A falta de un catálogo de regiones HII en esta galaxia con el cuál podamos comparar nuestras agrupaciones jóvenes. Se construyó un catálogo de regiones HII realizando una simple inspección visual sobre las imágenes de NGC 247 utilizadas en esta Tesis (ver Cap. 4). En las mismas se detectaron 23 candidatos a regiones HII (ver Tabla 7.6), de las cuales 18 se encuentran relacionadas con agrupaciones detectadas por el PLC. Los candidatos a regiones HII presentados en la Tabla 7.6, fueron identificados en las imágenes ópticas como objetos extendidos con emisión difusa en las bandas estudiadas.

Por otra parte, siete de los complejos estelares listados en la Tabla 7.4 parecerían estar asociados a una, o varias (hasta tres), regiones HII. Al igual que para la galaxia NGC 300, estas regiones parecerían ubicarse principalmente cerca de los límites del complejo, y algunas veces en la zona exterior pero muy cerca del mismo.

TABLA 7.6: Candidatos a regiones HII en NGC 247

$\alpha_{j2000}$ [h : m : s]	$\delta_{j2000}$ [° : ' : '' ]	ID
00:47:13.38	-20:51:40.0	NGC 247 RHII 1
00:47:13.83	-20:52:16.6	NGC 247 RHII 2
00:47:13.29	-20:52:15.4	NGC 247 RHII 3
00:47:13.63	-20:51:16.0	NGC 247 RHII 4
00:47:08.81	-20:50:55.1	NGC 247 RHII 5
00:47:08.37	-20:50:30.2	NGC 247 RHII 6
00:47:08.40	-20:50:32.2	NGC 247 RHII 7
00:47:14.37	-20:50:08.2	NGC 247 RHII 8
00:47:12.17	-20:49:21.0	NGC 247 RHII 9
00:47:12.45	-20:49:07.3	NGC 247 RHII 10
00:47:10.21	-20:48:48.0	NGC 247 RHII 11
00:47:14.99	-20:48:38.6	NGC 247 RHII 12
00:47:15.74	-20:47:44.7	NGC 247 RHII 13
00:47:15.92	-20:47:40.5	NGC 247 RHII 14
00:47:05.79	-20:48:05.2	NGC 247 RHII 15
00:47:17.52	-20:47:26.6	NGC 247 RHII 16
00:47:15.78	-20:47:22.1	NGC 247 RHII 17
00:47:15.08	-20:46:07.6	NGC 247 RHII 18
00:47:07.59	-20:45:55.3	NGC 247 RHII 19
00:47:05.10	-20:45:19.8	NGC 247 RHII 20
00:47:03.45	-20:44:45.5	NGC 247 RHII 21
00:47:11.54	-20:44:26.3	NGC 247 RHII 22
00:47:12.43	-20:46:42.9	NGC 247 RHII 23

En la Fig. 7.9 se muestra una imagen color del campo 3 de NGC 247 (ver Fig 4.5), donde se presentan superpuestos en contornos turquesa los complejos estelares hallados a través de los mapas de densidad (ver Fig. 5.12). En puntos amarillos se indican las agrupaciones detectadas por el PLC y en rojo los candidatos a regiones HII. En esta imagen se puede ver la relación que hay entre estas tres clases de objetos. Se puede apreciar que los complejos estelares contienen en su interior varias agrupaciones jóvenes y algunos de ellos parecería estar asociados a regiones HII.

#### 7.3.4. NGC 2403

En la Fig. 5.9 del Cap. 5, se puede apreciar que las agrupaciones detectadas en esta galaxia, delinean los brazos espirales de la misma. También es posible distinguir en la Fig. 5.13 que la población joven se ubica sobre los brazos espirales de la galaxia, a diferencia de la población roja que tiene una distribución más uniforme.

Además, como se mencionó en el Cap. 2, esta galaxia es rica en regiones HII y presenta varias regiones HII gigantes. Drissen et al. (1999) estudiaron seis regiones HII gigantes dando sus características principales. Cuatro de estas regiones caen en el campo estudiado



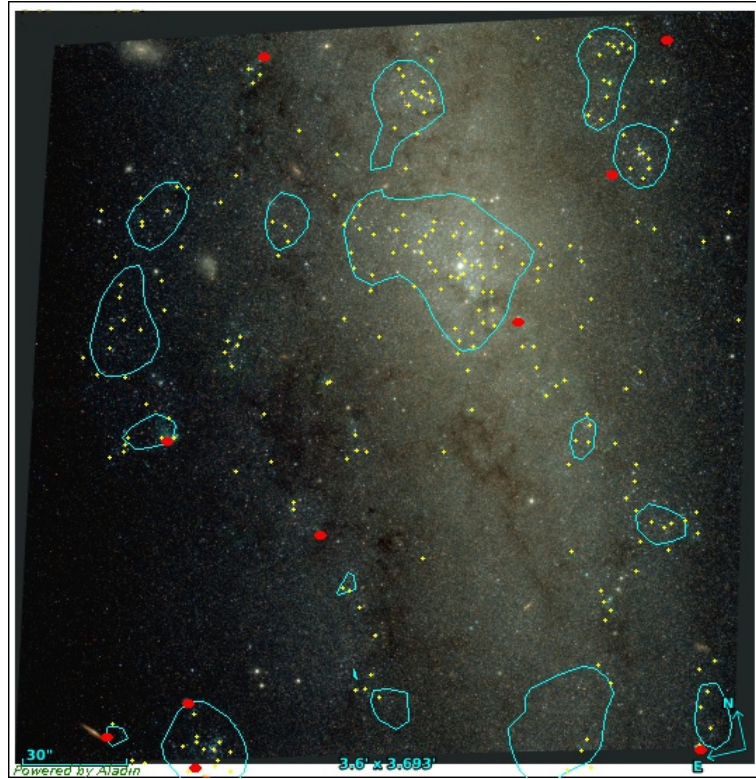


FIGURA 7.9: Imagen color correspondiente al campo 3 de la galaxia NGC 247 (ver Fig. 4.5). Los contornos turquesas encierran complejos estelares, los puntos rojos indican centros de regiones H II, y los puntos amarillos pequeños corresponden a las agrupaciones detectadas con el PLC en esta Tesis.

en este trabajo, y tres de las mismas se superponen con complejos estelares hallados en la Sec. 7.2. Por otra parte, las cuatro regiones HII gigantes están relacionadas con varias de las agrupaciones jóvenes detectadas. En la Fig. 7.10 se muestran los complejos estelares detectados en contorno turquesa, los puntos rojos corresponden a los centros de las regiones HII gigantes dadas por Drissen et al. (1999), y los pequeños puntos amarillos corresponden a las agrupaciones detectadas por el método PLC.

#### 7.4. Estructura jerárquica

En esta Tesis hemos utilizado el método PLC y mapas de densidad estelar sobre las estrellas azules, para buscar e identificar una cantidad importante de grupos estelares jóvenes. Cuya gran variedad de tamaños y densidades revelan que los mismos incluyen diferentes tipos de estructuras. Las cuales van desde simples cúmulos abiertos hasta importantes complejos estelares compuestos de varias asociaciones OB.

Como fue mencionado en la sec. 1.2, existe una relación espacial entre las diferentes estructuras jóvenes. En la cual, las estructuras menos densas y de mayor tamaño albergan en su interior estructuras más densas y compactas, yendo desde los brazos de una galaxia

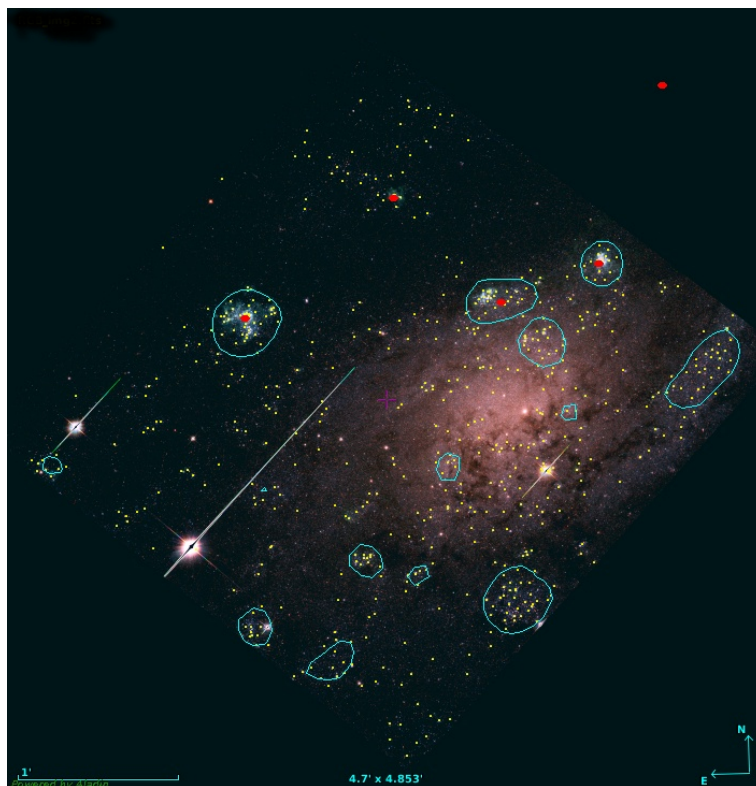


FIGURA 7.10: ACS/WFC imagen color del campo estudiado de la galaxia NGC 2403. Los contornos turquesas indican complejos estelares, los puntos rojos corresponden a los centros de las regiones HII gigantes dadas por Drissen et al. (1999), y los pequeños puntos amarillos corresponden a las agrupaciones detectadas por el método PLC

espiral, hasta las asociaciones OB, cúmulos abierto, o incluso estrellas múltiples. De esta forma, existe una relación obvia entre la densidad y tamaño de las estructuras, donde a medida que aumenta la densidad disminuye el tamaño.

En las figuras mostradas en la sección anterior (Figs. 7.6, 7.8, 7.9 y 7.10), se ve un claro indicio de distribución espacial jerárquica. En estas figuras, podemos ver que en el interior de cada complejo estelar se albergan hasta decenas de agrupaciones estelares jóvenes. De la misma manera, en los mapas de densidad para la población azul mostrados en las Figs. 5.10, 5.11, 5.12 y 5.13 del Cap. 5, podemos ver como los contornos de menor densidad van anidando contornos cada vez más densos, hasta llegar a los contornos turquesa que corresponden a los complejos estelares mencionados en la Sec. 7.2. Esto apunta a una distribución espacial jerárquica en la población joven de las galaxias estudiadas.

Para visualizar mejor los lazos entre estructuras de diferentes densidades, se construyeron los dendrogramas o diagramas de estructura de árbol. Para entender más fácilmente estos diagramas, en la Fig. 7.11 presentamos un esquema que muestra la relación entre lo detectado en el mapa de densidad y lo representado en el dendrograma. En la parte superior de la figura, se muestra un ejemplo de lo detectado en un mapa de densidad, donde colores más anaranjados representan estructuras más densas. En la parte inferior de la

figura vemos que lugar ocupa cada contorno en la estructura de árbol representada en el dendrograma. Los dendrogramas correspondientes a la población joven de las galaxias estudiadas se presentan en la Fig. 7.12. En los cuales podemos ver como una estructura detectada a gran escala, generalmente correspondiente a una fracción considerable de un brazo espiral con tamaños típicos de varios kpc, se va ramificando en estructuras cada vez más pequeñas y densas, hasta llegar a las agrupaciones detectadas a través del método PLC. Los diagramas comienzan en la parte inferior con las estructuras detectadas en el menor nivel de densidad sobre los mapas de densidad estelar correspondientes a estrellas azules presentados en la Sec. 5.3. Este nivel corresponde a 40 estrellas por intervalo de  $8 \times 8 \text{ arcseg}^2$  (nivel 1) y esta indicado con contornos de color negro en los mapas de densidad de la Sec. 5.3. Muchas de estas estructuras se dividen a su vez en sistemas más pequeños y densos, los cuales son detectados en el segundo nivel de densidad, correspondiente a 80 estrellas por intervalo de  $8 \times 8 \text{ arcseg}^2$  (nivel 2) y representado con contornos de color azul en los mapas de densidad. Este comportamiento es repetido a través de dos niveles de densidad más correspondientes a 110 y 145 estrellas por intervalo de  $8 \times 8 \text{ arcseg}^2$  (nivel 3 y 4 respectivamente). Los cuales son representados por contornos rojo y turquesa respectivamente sobre los mapas de densidad. Las estructuras del nivel 4 corresponden a los complejos estelares mencionados en la Sec 7.2. El último nivel que aparece en los dendrogramas (nivel 5), corresponde a las agrupaciones detectadas por el método PLC y que se encuentran relacionadas con los complejos estelares detectados en el nivel 4. Estos pequeños grupos detectados por el PLC, no se pueden detectar en los mapas de densidad, ya que el tamaño de los píxeles en los mismos es de 2 arcseg, lo cual es comparable al tamaño de las agrupaciones detectadas por el PLC.

En estos diagramas podemos ver que se detectan estructuras en todos los niveles de densidad, lo que sugiere que la formación estelar se da de forma escalonada, siguiendo la fragmentación sucesiva de la nube de gas, en nubes cada vez más densas (Elmegreen, 1999b). Sin embargo, no todas las agrupaciones detectadas se encuentran dentro de complejos estelares. En NGC 300 sólo el 15 % de las mismas cumple esta condición, en NGC 253 este valor es del 23 %, en NGC 247 del 45 % y en NGC 2403 del 32 %. No obstante, más del 90 % de las agrupaciones en todas las galaxias se encuentran dentro de algún tipo de estructura joven. A este mismo porcentaje arribó Gouliermis et al. (2017) para las asociaciones estelares en NGC 1566, Ivanov (1987) para asociaciones en M 33 y Efremov (1995) para asociaciones en galaxias cercanas.

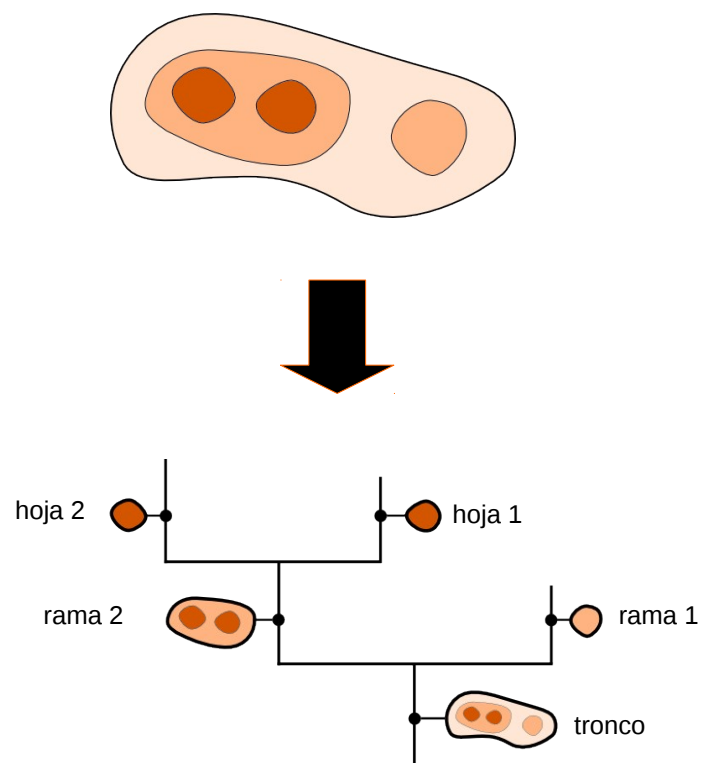


FIGURA 7.11: Esquema que muestra como se construye un dendrograma a partir de lo observado en los mapas de densidad. Esta figura fue construida utilizando imágenes obtenidas de <http://dendrograms.org/>.

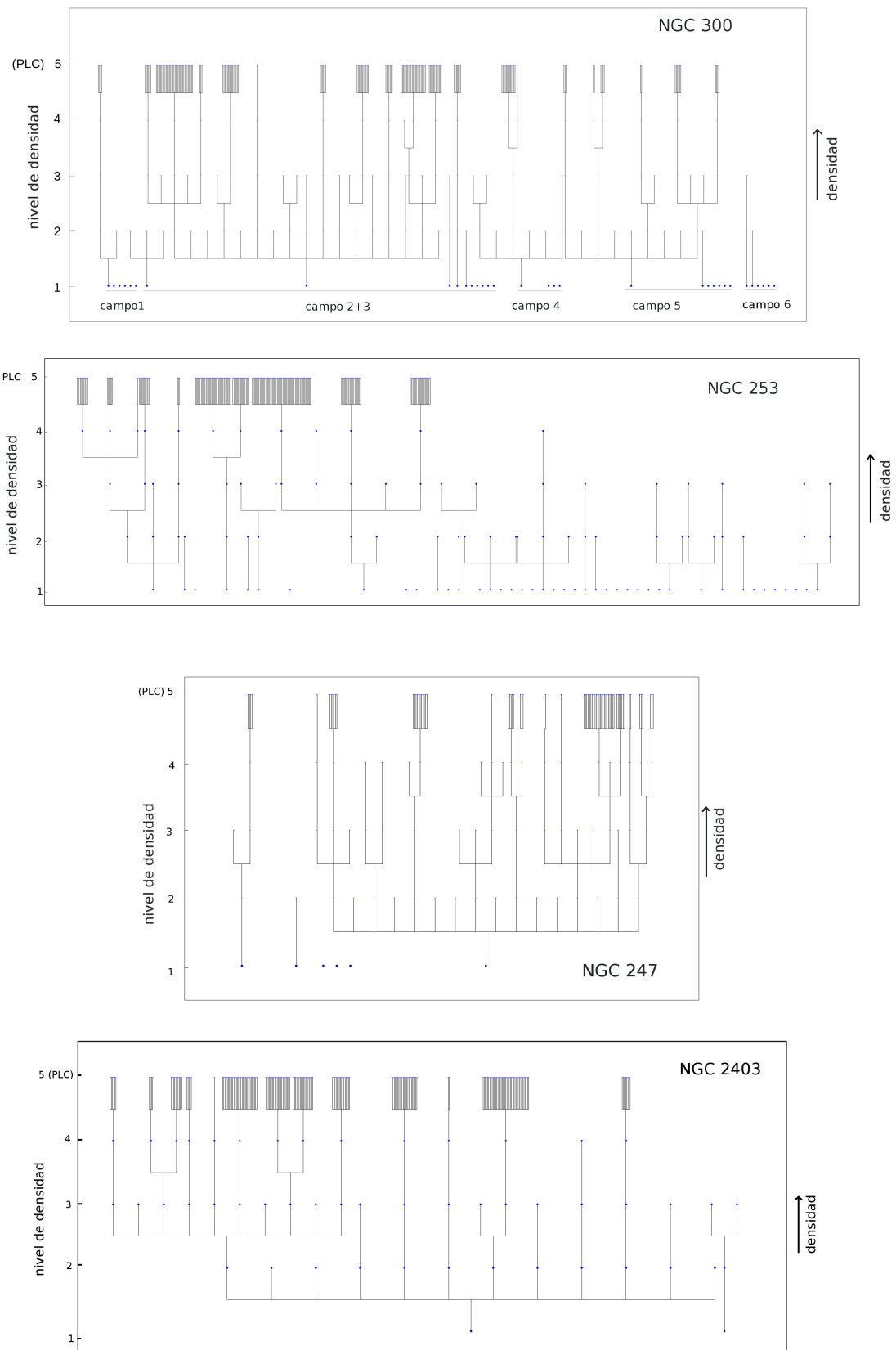


FIGURA 7.12: Dendrograma de las estructuras jóvenes detectadas a diferentes niveles de densidad. Los niveles 1 - 4 corresponden a 40, 80, 110 y 145 estrellas por intervalo de  $8 \times 8 \text{ arcseg}^2$  respectivamente. El nivel 5 corresponde a los grupos más compactos detectados utilizando el PLC. Estructuras que están relacionadas en forma jerárquica están conectadas por líneas sólidas. De arriba hacia abajo se presentan los dendrogramas de NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403.



## Capítulo 8

# Conclusiones

En esta Tesis se utilizaron imágenes de la base de datos del Telescopio Espacial Hubble tomadas con la cámara ACS/WFC. Ellas corresponden a varios campos de cuatro galaxias espirales cercanas: NGC 300, NGC 253, NGC 247 y NGC 2403. En cada galaxia se utilizó el algoritmo PLC para detectar agrupaciones estelares jóvenes, de forma automática y objetiva. También, en cada una de ellas se realizaron mapas de densidad estelar para las diferentes poblaciones estelares y se superpusieron contornos a distintos niveles de densidad que nos permitieron identificar diferentes estructuras. Luego, se realizó un análisis de cada agrupación detectada por el método PLC. Para poder analizar eficientemente, y de una forma homogénea y automática las miles de agrupaciones detectadas fue necesario el desarrollo de un código numérico, a través del cual se obtuvieron los perfiles radiales de densidad estelar, los diagramas CMDs decontaminados por estrellas de campo, la LF, PDMF y principales parámetros de cada agrupación. Estos datos nos permitieron derivar las características de la población joven en cada galaxia, y comparar estas propiedades entre las distintas galaxias. A continuación se listan los resultados y conclusiones obtenidos para cada galaxia y de modo global.

### 8.1. NGC 300

Esta galaxia es la más cercana de la muestra estudiada, encontrándose considerablemente más cerca que el resto. En la misma se estudiaron 6 campos tomados con la ACS/WFC, en donde se encontraron un total de 1147 agrupaciones estelares jóvenes. Por medio del análisis realizado sobre cada grupo estelar, se construyó un catálogo conteniendo las principales características de cada agrupación. En él se listan las coordenadas de los grupos, tamaños, número de estrellas, pendientes de la LF y de la PDMF con sus respectivos errores y distancias galactocéntricas.

Por medio de un análisis global de los parámetros obtenidos sobre cada agrupación, se pudo determinar un radio medio para las agrupaciones en esta galaxia de 47 pc, y un pico bien marcado en la distribución de radios, localizado en aproximadamente 40 pc. En las regiones donde están las agrupaciones, se encuentran en promedio  $\sim 550$  estrellas resultantes de la decontaminación estadística, donde alrededor de 120 pertenecen a la población azul, y cerca de 20 son estrellas brillantes ( $F555W < 25$ ). El valor medio de la pendiente de la LF hallado es 0.13 y el de la PDMF es de -1.23. Este último valor es comparable al valor clásico de -1.35. La densidad media en las agrupaciones considerando estrellas más brillantes que  $A0$  es de  $0.0022 \text{ */pc}^3$ .

Estudiando el comportamiento de la PDMF con la distancia al centro de la galaxia, parecería existir una ligera tendencia que sugiere valores más achatados de la pendiente  $\Gamma_{PDMF}$  a mayores distancias. Sin embargo, no encontramos una dependencia clara por lo que esta tendencia merece un análisis más detallado.

La distribución de estas agrupaciones, junto con lo observado en los mapas de densidad, indican que la población joven de la galaxia se encuentra sobre los brazos espirales, presentando un comportamiento jerárquico. Mientras que la población más vieja tiene una distribución homogénea sobre el bulbo de la galaxia.

Se detectaron 21 complejos estelares, de los cuales 14 parecen estar relacionados con regiones HII. El diámetro medio de los complejos en NGC 300 es de 138 pc, y se encuentran cerca de 1 complejo por  $\text{kpc}^2$ . También se observó que la mayoría de las regiones HII catalogadas están relacionadas con agrupaciones jóvenes.

## 8.2. NGC 253

Una de las principales características de esta galaxia es la gran cantidad de polvo que presenta, el cual afecta las magnitudes observadas enrojeciéndolas. Por lo tanto, fue necesario corregir por este efecto, antes de comenzar a trabajar con los datos observados. Para esto, se derivó un mapa de absorción para la región cubierta por los cinco campos observados en la galaxia.

Se encontraron 875 agrupaciones estelares jóvenes, y se presentó un catálogo conteniendo las principales características de las mismas. Se encontró un valor medio para el radio de estas agrupaciones de 47 pc y un pico en la distribución de radios en  $\sim 40$  pc. La cantidad media de estrellas detectas en las regiones decontaminadas donde se encuentran las agrupaciones es de  $\sim 250$ , donde en promedio  $\sim 30$  son brillantes y de esas brillantes  $\sim 20$  son azules. La densidad media en las agrupaciones para estrellas más brillantes que  $B6$  es de  $0.0006 \text{ */pc}^3$ . Se encontró un valor medio de la pendiente de la LF de 0.21.



Nuestro estudio revela que la población estelar joven de esta galaxia se encuentra distribuida sobre los brazos espirales, el núcleo, la barra y una estructura anular que rodea la barra. Se encontraron 13 complejos estelares, dos de ellos se encuentran ubicados en el núcleo de la galaxia, otro, el más grande y numeroso está situado en el extremo de la barra. El resto de los complejos hallados se encuentran distribuidos principalmente sobre la estructura anular. El diámetro medio de los complejos en esta galaxia es de 231 pc, y se encontró aproximadamente 1 complejo cada 4 kpc<sup>2</sup>. En particular, de los dos complejos estelares hallados en el núcleo, uno está localizado en la región con brotes de formación estelar. Las agrupaciones en este complejo presentan una pendiente de la LF más achatada que el resto de las agrupaciones. Lo que indicaría que hay más cantidad de estrellas brillantes que en el resto. La región nuclear de esta galaxia había sido estudiada en detalle debido a su actividad starburst, la cual fue asociada a un súper cúmulo estelar por varios autores. Sin embargo, hemos identificamos casi 20 grupos estelares diferentes en esta región, lo que sugiere que se trata de un complejo estelar y no de un solo cúmulo. Por otra parte las agrupaciones localizadas sobre el anillo, presentan pendientes más empinadas que en el resto de la galaxia. Adicionalmente, encontramos que esta población joven tiene un comportamiento jerárquico.

### 8.3. NGC 247

En esta galaxia se encontraron 339 agrupaciones estelares jóvenes pertenecientes a los tres campos estudiados. Se presentó un catálogo listando las principales características de cada una de ellas. Se encontró un radio medio de 60 pc, y un máximo en la distribución de radios entre 30 y 60 pc. El valor medio para la cantidad de estrellas detectadas en cada región asociada a una agrupación, luego de aplicar el proceso de limpieza de estrellas de campo, es de  $\sim 360$ , donde en promedio se encuentran 20 estrellas brillantes y 70 azules. Se encontró una densidad media de 0.0005 \*/pc<sup>3</sup> considerando estrellas más brillantes que *B6*, y una pendiente media en la LF de 0.12.

Las agrupaciones encontradas, se distribuyen sobre el núcleo galáctico, sobre una estructura que parecería ser una barra muy tenue, y los brazos espirales. Además, a través de los mapas de densidad se pudo comprobar que esta población estelar joven presenta un comportamiento jerárquico. Por otra parte, por medio de estos mapas también se encontraron 20 complejos estelares, los cuales presentan un diámetro medio de 324 pc. La frecuencia con la que se encontraron complejos en esta galaxia es de 1 cada 1.8 kpc<sup>2</sup>. Se detectaron visualmente 23 candidatos a regiones HII, hallándose una buena correlación entre ellas, las agrupaciones y complejos estelares.

## 8.4. NGC 2403

Se detectaron 573 agrupaciones estelares jóvenes en el campo central observado en esta galaxia. Para cada agrupación detectada se derivaron sus principales características, las cuales se listan en el catálogo presentado.

A través de un análisis global se pudo determinar un valor medio para el radio de las agrupaciones de 45 pc y un máximo en la distribución de radios entre los 30 y 50 pc. El valor medio de estrellas decontaminadas, detectadas en las regiones de las agrupaciones, es de  $\sim 300$  estrellas, con una media de 13 estrellas brillantes y aproximadamente 120 estrellas azules. La densidad media de las agrupaciones considerando estrellas más brillantes que  $B7$  es de  $0.0012 \text{ */pc}^3$ . Se encontró un valor medio para la pendiente de la LF de 0.16.

Nuestro estudio revela que la población joven y vieja presentan una distribución espacial diferente en la galaxia. Mientras que en el campo estudiado las estrellas rojas, y por consiguiente más viejas, están uniformemente distribuidas, las estrellas jóvenes y azules se localizan sobre los brazos espirales y el centro de la galaxia. Encontramos que la población joven, al igual que en las otras galaxias estudiadas, tiene un comportamiento jerárquico en su distribución espacial, en el cual los grupos más pequeños son contenidos en estructuras más grandes.

A través de los mapas de densidad hemos sido capaces de identificar 14 complejos estelares, los cuales contienen en su interior varias de las agrupaciones jóvenes detectadas por el método PLC. Se encontró una cantidad mayor de complejos por unidad de área que en las demás galaxias, encontrándose 1 complejo cada  $0.6 \text{ kpc}^2$ . Además los complejos detectados tienen un tamaño medio de 239 pc. Tres de estos complejos coinciden espacialmente con regiones HII gigantes catalogadas. Además, a las 4 regiones HII gigantes que se encuentran en el campo estudiado, se las puede relacionar con varias agrupaciones jóvenes.

## 8.5. Conclusiones generales

Con el fin de poder visualizar de una forma más compacta las diferencias y similitudes entre las cuatro galaxias estudiadas, en la Tabla 8.1 se reúne la información presentada y obtenida en diferentes secciones de esta Tesis.

TABLA 8.1: Características generales y valores hallados para cada galaxia.

Galaxia	Tipo	d [Mpc]	D [kpc]	$N_g$	$\bar{r}$ [pc]	$\bar{N}_*$	$\bar{N}_{*br,i}$	$\bar{N}_{*az}$	$\bar{\Gamma}_{LF}$	$\bar{\rho}$ [ $*/pc^3$ ]	$N_c$	$\bar{D}_c$ [pc]	Frec <sub>c</sub> [kpc <sup>2</sup> ]
NGC 300	Sc D	1.93	12.3	1147	47	557	20	117	0.13	0.0022	21	138	1
NGC 253	SAB (s)c D	3.56	27.2	875	47	248	27	18	0.21	0.0006	13	231	4
NGC 247	SAB (s)d D	3.6	16.1	339	60	366	18	71	0.12	0.0005	20	324	1.8
NGC 2403	SAd C	3.18	10	573	45	300	13	117	0.16	0.0012	14	239	0.6

Colum. (1, 2, 3 y 4): nombre de la galaxia, tipo morfológico, distancia y diámetro del semieje mayor.

(5 y 6): número de agrupaciones detectadas y radio medio de las agrupaciones.

(7, 8 y 9): número medio de estrellas detectadas por grupo: totales en la región , brillantes y azules.

(10 y 11): valores medios para la pendiente de la LF y densidad.

(12 y 13): número de complejos detectados por galaxia y diámetro medio de los complejos.

(14): cantidad de kpc<sup>2</sup> cada los que se encuentra un complejo.

Los valores obtenidos para el radio medio, y la moda surgida de la distribución de tamaños, son bastantes similares para las cuatro galaxias estudiadas. Además, estos valores también son consistentes con los encontrados por otros autores en varias galaxias espirales. Estos resultados parecerían reforzar la idea que ya se viene exponiendo en varios trabajos, de que no existiría una relación entre el tipo morfológico de la galaxia y el tamaño de sus agrupaciones estelares.

Por otro lado, analizando la cantidad media de miembros por agrupación, y considerando posibles efectos de *crowding* y/o incompletitud, tampoco se encontró una relación aparente entre esta cantidad y el tipo de galaxia. Los valores obtenidos en las pendientes de la LF, varían poco entre las cuatro galaxias. Si observamos la distribución de pendientes presentada en la Fig. 7.3, vemos que mientras la distribución es similar en NGC 300 y NGC 2403, en NGC 253 parece estar corrida hacia la derecha (valores mayores) y en NGC 247 hacia la izquierda (valores menores). Sin embargo, estos valores son bajos en comparación con otros estudios en galaxias espirales. Si bien esta diferencia es bastante amplia, creemos que se debe sólo a efectos observacionales, ya que no son tan bajos comparados con las pendientes halladas en cúmulos de la Vía Láctea.

Por otra parte, encontramos una muy buena correlación espacial entre las regiones HII y las agrupaciones detectadas, así como también con los complejos estelares hallados. Lo que sugiere que las mismas están siendo ionizadas por múltiples estrellas masivas.

Al estudiar la cantidad de complejos estelares en cada galaxia, encontramos que la cantidad de complejos por unidad de área aumenta al disminuir el tamaño de las galaxias de nuestra muestra. Este resultado podría ser una consecuencia de la relación entre el tamaño de las estructuras y el tiempo de formación estelar, existente en un modelo de formación estelar regulado por turbulencia. De esta manera, los complejos más grandes, pertenecientes a galaxias de mayor tamaño, serán más evolucionados y por lo tanto más difíciles de detectar. Otro resultado obtenido, que respalda la teoría de formación estelar por turbulencia, es la distribución jerárquica de la población estelar joven observada a través de los dedrogramas presentados en la Fig. 7.12. En ellos se puede distinguir la existencia de diferentes estructuras en todos los niveles de densidad, sugiriendo que la formación estelar sucedió en una forma escalonada. Sin embargo, también observamos un pequeño porcentaje ( $< 10\%$ ) de las agrupaciones detectadas que no caen en ninguna de las estructuras identificadas en los mapas de densidad. De todas formas, este pequeño porcentaje de agrupaciones son observadas en el plano galáctico, sobre los brazos espirales o en las cercanías de los mismos. Por lo tanto, es muy probable que estos grupos también se hayan formado dentro de estructuras jóvenes mayores, pero que no fueron detectadas en este trabajo debido a que probablemente se trate de estructuras más diluidas y evolucionadas. Estos resultados, refuerzan la hipótesis de formación estelar regulada

por turbulencia del medio interestelar y auto gravedad (ej. Gouliermis et al., 2017; Gusev, 2014; Elmegreen & Efremov, 1996), donde la compresión del gas va fragmentando la nube en sucesivas nubes más pequeñas dando lugar a la estructura jerárquica observada.



## Apéndice A

# Códigos realizados

Para poder trabajar en forma eficiente y homogénea con la gran cantidad de datos de nuestra muestra, la cual en total consta de aproximadamente 7 millones de objetos, fue necesario el diseño y construcción de diversos códigos numéricos. Estos códigos especialmente diseñados para realizar tareas específicas, fueron desarrollados en **FORTRAN 95**. Este lenguaje está optimizado para trabajar con grandes volúmenes de datos y realizar cálculos con gran velocidad y precisión.

### A.1. Programa: cálculo de $A_v$

En la Sec. 5.1.1 se explicó en detalle el método aplicado para calcular la absorción afectando cada estrella de la galaxia NGC 253. Para aplicar este método se desarrolló un código el cual tiene como resultado una tabla que contiene las magnitudes de las estrellas brillantes corregidas por absorción y el valor de  $A_V$  afectando cada estrella.

Entradas:

- Tabla de fotometría
- Modelo evolutivo

Salida:

- Tabla con  $A_V$  y magnitudes corregidas

La tabla de fotometría que el programa tiene como entrada, lista coordenadas, magnitudes fotométricas con sus errores en las tres bandas observadas y sus magnitudes equivalentes en el sistema estándar: Johnson o Sloan (SDSS) (ver Fig. A.1). Los modelos

raj2000	dej2000	F435W	e_435	F555W	e_555	F814W	e_814	B	V	I	id
13.90981330877188	-37.699330902075076	18.435	0.0010	18.322	0.0030	18.138	0.0010	18.469	18.27	18.095	1
13.893539810236721	-37.69017181394032	20.01	0.0030	19.037	5.001	99.9999	9.9999	19.968	18.937	99.9999	2
13.88322582250479	-37.694203948950076	19.141	0.0020	19.044	0.0020	18.83	0.0010	19.176	18.991	18.787	3
13.9104484558666	-37.679547882055545	19.142	0.0020	19.117	0.0020	18.986	0.0020	19.183	19.068	18.943	4
13.891591453608301	-37.6872764587157	19.296	0.0020	19.211	0.0020	19.0	0.0020	19.332	19.159	18.957	5
13.89801540380361	-37.68860015866688	19.162	0.0020	19.326	0.0020	19.424	0.0020	19.22	19.289	19.379	6
13.92494907384756	-37.69473419187	19.975	0.0030	19.462	0.0020	18.702	0.0010	19.971	19.385	18.659	7
13.90962352758291	-37.69452056882313	19.862	0.0020	19.49	0.0020	18.857	0.0020	19.87	19.42	18.814	8
13.9235967636669	-37.683087921118045	19.477	0.0020	19.495	0.0020	19.403	0.0020	19.522	19.449	19.361	9
13.885489845331941	-37.707673644995	19.624	0.0020	19.523	0.0020	19.523	0.0020	19.663	19.477	19.48	10
13.90213527685049	-37.670960998510616	19.514	0.0020	19.64	0.0020	19.691	0.0020	19.569	19.6	19.646	11
13.90772285467032	-37.668717956518435	19.772	0.0020	19.745	0.0020	19.609	0.0020	19.812	19.697	19.566	12
13.888759994562891	-37.7132774352782	19.831	0.0020	19.893	0.0030	19.87	0.0020	19.88	19.85	19.827	13
13.89688148504141	-37.69763336179188	19.862	0.0030	19.903	0.0030	19.898	0.0030	19.91	19.86	19.855	14
13.86676540380361	-37.67907104489735	19.723	0.0020	19.966	0.0040	20.035	0.0030	19.785	19.93	19.989	15
13.89811077123525	-37.68341979978016	20.035	0.0030	20.029	0.0030	19.889	0.0020	20.077	19.981	19.846	16
13.890737915095121	-37.69584808347156	22.13	0.0080	20.159	0.0030	17.679	0.0020	21.995	19.997	17.665	17
13.900722885187891	-37.6944427487782	20.997	0.0040	20.16	0.0030	19.316	0.0020	20.97	20.072	19.274	18
13.91375103002432	-37.68856964108875	20.046	0.0030	20.187	0.0030	20.339	0.0040	20.104	20.151	20.294	19
13.893257522639061	-37.68774948117664	20.033	0.0030	20.267	0.0030	20.466	0.0030	20.098	20.234	20.419	20
13.88190021520498	-37.686975097631716	21.943	0.0060	20.286	5.001	99.9999	9.9999	21.841	20.148	99.9999	21
13.89144077306631	-37.68872604367664	20.145	0.0030	20.291	0.0030	20.388	0.0030	20.202	20.253	20.344	22
13.89880218511465	-37.697229003881716	20.251	0.0050	20.301	0.0050	20.377	0.0060	20.301	20.26	20.333	23
13.86649551397207	-37.69685134885242	20.229	0.0030	20.338	0.0030	20.421	0.0030	20.283	20.299	20.377	24
13.895784759577541	-37.695989227270395	20.434	0.0040	20.472	0.0030	20.549	0.0030	20.483	20.431	20.505	25
13.881522560175691	-37.69733581540515	21.869	0.0060	20.473	5.002	99.9999	9.9999	21.79	20.35	99.9999	26
13.88995080280264	-37.720388038981326	20.334	0.0060	20.474	0.0060	20.572	0.0070	20.39	20.436	20.528	27
13.918935203608301	-37.66210708615711	20.336	0.0030	20.477	0.0040	20.413	0.0030	20.389	20.435	20.369	28
13.907883071955471	-37.67323074338367	20.357	0.0030	20.478	0.0040	20.461	0.0030	20.41	20.437	20.418	29
13.901839637812401	-37.69059143063953	20.404	0.0030	20.48	0.0040	20.493	0.0030	20.454	20.438	20.45	30
13.90876522069814	-37.66845092770985	21.925	0.0060	20.494	0.0030	17.797	0.0010	21.818	20.337	17.779	31
13.89289894109609	-37.68987808225086	22.386	0.0080	20.578	0.0030	18.59	0.0010	22.273	20.435	18.566	32
13.901113891657621	-37.69413909909656	20.521	0.0030	20.595	0.0030	20.579	0.0030	20.571	20.552	20.536	33

FIGURA A.1: Formato de las tablas de fotometría utilizadas por los códigos desarrollados.

evolutivos fueron obtenidos de la pagina web: <http://stev.oapd.inaf.it/cgi-bin/cmdl>. La tabla de salida lista las mismas cantidades que la tabla de fotometría, pero además contiene las magnitudes corregidas por absorción, el valor de  $A_V$  asociado a cada estrella y el mínimo valor de  $A_V$  entre las 10 estrellas más cercanas.

Este programa fue aplicado en todas las galaxias, aunque finalmente solo se tuvieron en cuenta los resultados obtenidos para NGC 253, ya que para las otras galaxias los valores de absorción obtenidos fueron bajos.

## A.2. Programa: PLC

Este programa aplica el método PLC explicado en la Sec. 5.2 sobre las tablas de fotometría (ver Fig. A.1). Para cada asociación el código calcula las coordenadas del centro y el radio según el procedimiento explicado en la Sec. 6.1. Para NGC 253 se estima el valor de  $A_V$  característico de cada asociación, calculando la moda entre las estrellas azules miembros. La salida de este programa es una tabla listando el nombre, coordenadas, radio, número de estrellas azules conectadas por el método PLC, y valor de  $A_V$  si corresponde, de las agrupaciones detectadas (ver Fig. A.2).

Entrada:

- Tabla/s de fotometría (NGC 300, NGC 247 y NGC 2403, Fig. A.1)
- Tabla con las magnitudes corregidas (NGC 253, resultante de aplicar el programa descrito en la Sec.A.1)



#	Alfa_c	Delta_c	Sigma	N_blue	ID_as	radio	campo	Av
11.911189	-25.250842	0.43	15	AS002	0.57	1	0.610	
11.894225	-25.283620	0.40	13	AS003	0.54	1	0.610	
11.872012	-25.281292	0.44	12	AS004	0.63	1	0.610	
11.881036	-25.286077	0.54	12	AS006	0.79	1	0.050	
11.909739	-25.280824	0.33	10	AS007	0.46	1	0.050	
11.920171	-25.274954	0.24	8	AS008	0.31	1	0.050	
11.888770	-25.289815	0.52	16	AS009	0.78	1	0.050	
11.958507	-25.243423	0.68	30	AS010	1.04	1	0.190	
11.877059	-25.280397	0.30	10	AS011	0.37	1	0.190	
11.910848	-25.277194	0.37	11	AS012	0.56	1	0.190	
11.891929	-25.286609	0.41	19	AS013	0.51	1	0.290	
11.898381	-25.284959	0.43	10	AS014	0.58	1	0.290	
11.932766	-25.259132	0.33	10	AS015	0.39	1	0.290	
11.920535	-25.273039	0.37	10	AS016	0.59	1	0.250	
11.928496	-25.260166	0.35	9	AS017	0.44	1	0.250	
11.890997	-25.289133	0.29	8	AS018	0.36	1	0.250	
11.888632	-25.270020	0.53	13	AS019	0.75	1	0.090	

FIGURA A.2: Formato de las tablas de salida del código PLC.

Salida:

- Tabla datos de las agrupaciones (Fig. A.2)

### A.3. Programa: Análisis de agrupaciones

Una vez obtenida la tabla de salida del código PLC, se ejecuta el programa de análisis. Este programa tiene como entradas:

- Archivo de parámetros (Fig. A.3)
- Tabla datos de las agrupaciones (salida del PLC, Fig. A.2)
- Tablas de fotometría (Fig. A.1)
- Tabla de magnitudes corregidas (sólo para NGC 253)
- Modelos evolutivos

El archivo de parámetros contiene todos los datos que necesita el programa para correr y que varían de galaxia en galaxia. Estos son: los nombres de los archivos correspondientes a las tablas de fotometría, a la tabla de agrupaciones detectadas por el PLC y a los modelos evolutivos teóricos a utilizar, el número de asociaciones a analizar, el nombre de las bandas fotométricas utilizadas en el análisis, distancia, ángulo de posición e inclinación de la galaxia, distancia a la que se buscarán las regiones de comparación, cotas en los índices de color para discernir entre estrellas azules y rojas y coordenadas del centro de la galaxia. En el caso de NGC 253 esta tabla además contiene el nombre del archivo

```

1l                               #Numero de archivos
campo.total.dat                 #Nombre de los archivos de fotometria de entrada
desenrojadas.dat               #Nombre del archivo de estrellas corregidas por absorcion
3                               #Cantidad de filtros a usar
F475W 3                         #Nombres de los filtros a utilizar seguido de su numero de columna
F606W 5
F814W 7
0.05                           #Escala de la cámara utilizada para obtener las imagenes en "/pixel
875                             #Numero de asociaciones
datos.txt                       #archivo con coordenada de cada asociacion
2                               #numero de indices de color a utilizar
3 5                             #un indice de color por linea poner los dos numeros de columnas
5 7                             #ejemplos "na nb" siendo el indice de color A-B y na, nb, el número de columna de los indices A y B resp
1.0                             #valor minimo de los indices de color para que la estrella sea roja (B-V) y (V-I) deben ser mayor a este valor
0.5                             #valor maximo de los indices de color para que la estrella sea azul (B-V) y (V-I) deben ser menor a este valor
3.56E6                         #distancia en pc, suponiendo que todas estan a la misma distancia
0.016                          #Exceso de color correspondiente a la region
0.64                           #Exceso de color enrojecido
11.88805833                    # coord. de la galaxia, ascensión recta en grados
-25.2888                       # coord. de la galaxia, declinación en grados
229                             # Ang. de posición en grados(semieje mayor)
72                              # inclinación en grados
3.22E-3                        #distancia a la que busca las regiones de comparacion desde el centro de la asoc en grados
3                               #numero de modelos teoricos se van a superponer en los cmds
E7 0.0152.dat                  #modelos teoricos para superponer en los cmds
E9 0.0152.dat
E9 0.0152.dat
t=10e7 yr Z=0.019              #referencia para los graficos
t=10e8 yr Z=0.019
t=10e9 yr Z=0.008
9 12 17                         #numero de columnas (en los modelos) de los filtros a utilizar en el mismo orden que se dieron arriba
E6 0.019.dat1                  #isocrona utilizada para la construccion del la IMF
no                              #desea hacer el analisis total del conjunto poner "si" o "no" en minúscula

```

FIGURA A.3: Formato del archivo de parámetros.

que contiene las estrellas corregidas por enrojecimiento. En la Fig. A.3, se muestra el formato de este archivo de parámetros, el ejemplo mostrado corresponde a los datos para la galaxia NGC 253.

Este programa cuenta con varios módulos, cada uno enfocado en realizar una parte del análisis. De esta forma, existe un módulo para cada una de las siguientes tareas:

- Cálculo de la distancia galactocéntrica
- Selección de estrellas en una región determinada
- Separación de estrellas por color (Sec. 5.1)
- Sustracción de estrellas de campo (Sec. 6.2)
- Cálculos necesarios para el perfil radial (Sec. 6.1)
- Cálculos necesarios para la LF (Sec. 6.4)
- Cálculos necesarios para la PDMF (Sec. 6.5)
- Ajuste lineal

Además hay módulos que realizan gráficos por medio de la interacción con el graficador **Gnuplot**. Los módulos escriben el script necesario para realizar el gráfico y luego llaman al **Gnuplot** para que lo ejecute. Hay un módulo para cada uno de los siguientes gráficos:

- Gráfico de perfil de densidad radial (Fig. 6.1)

- Gráficos CMDs de control, donde se grafican los CMDs de la región, del campo de comparación y de la región decontaminada (Fig. 6.4).
- Gráfico CMDs decontaminado (Sec. 6.3, Figs. 6.5, 6.7, 6.8 y 6.9)
- Gráfico de la LF (Figs. 6.10, 6.11, 6.12 y 6.13)
- Gráfico de la PDMF (Fig. 6.14)

Para cada agrupación de la lista, el código comienza calculando la distancia galactocéntrica, y contando el número de estrellas en la región, separando entre estrellas azules y rojas. Luego hace los cálculos necesarios para realizar el perfil radial y realiza el gráfico del mismo. A continuación, se realiza la decontaminación estadística con cada una de las cinco regiones de comparación elegidas (ver Sec. 6.2). Sobre el resultado de la decontaminación de cada región se vuelven a calcular el número de estrellas y se separa por colores, se realizan los cálculos necesarios para la construcción de la LF y PDMF (en el caso de NGC 300), y se grafican los CMDs. Una vez realizado este procedimiento con las cinco regiones de campo, se juntan los datos obtenidos con cada una de ellas y se realiza un promedio de los resultados. Con los datos promediados se realizan los gráficos de la LF y PDMF (para NGC 300), junto con los ajustes lineales para las pendientes de las mismas. Este procedimiento es repetido para todas las agrupaciones detectadas en la galaxia. Luego, se construye un catálogo final con los valores obtenidos para cada grupo.

Este programa da como salida:

- Catálogo (Tablas 6.1, 6.2, 6.3 y 6.4)
- Perfiles radiales (Fig. 6.1)
- CMDs (Figs. 6.5, 6.7, 6.8 y 6.9)
- LFs (Figs. 6.10, 6.11, 6.12 y 6.13)
- PDMF (Fig. 6.14)

En la Fig.A.4 se muestra un diagrama de los pasos seguidos por el programa. Los pasos seguidos varían ligeramente en el caso de NGC 253, ya que en este caso se cuenta con una entrada más correspondiente a la tabla de estrellas brillantes corregidas por enrojecimiento.

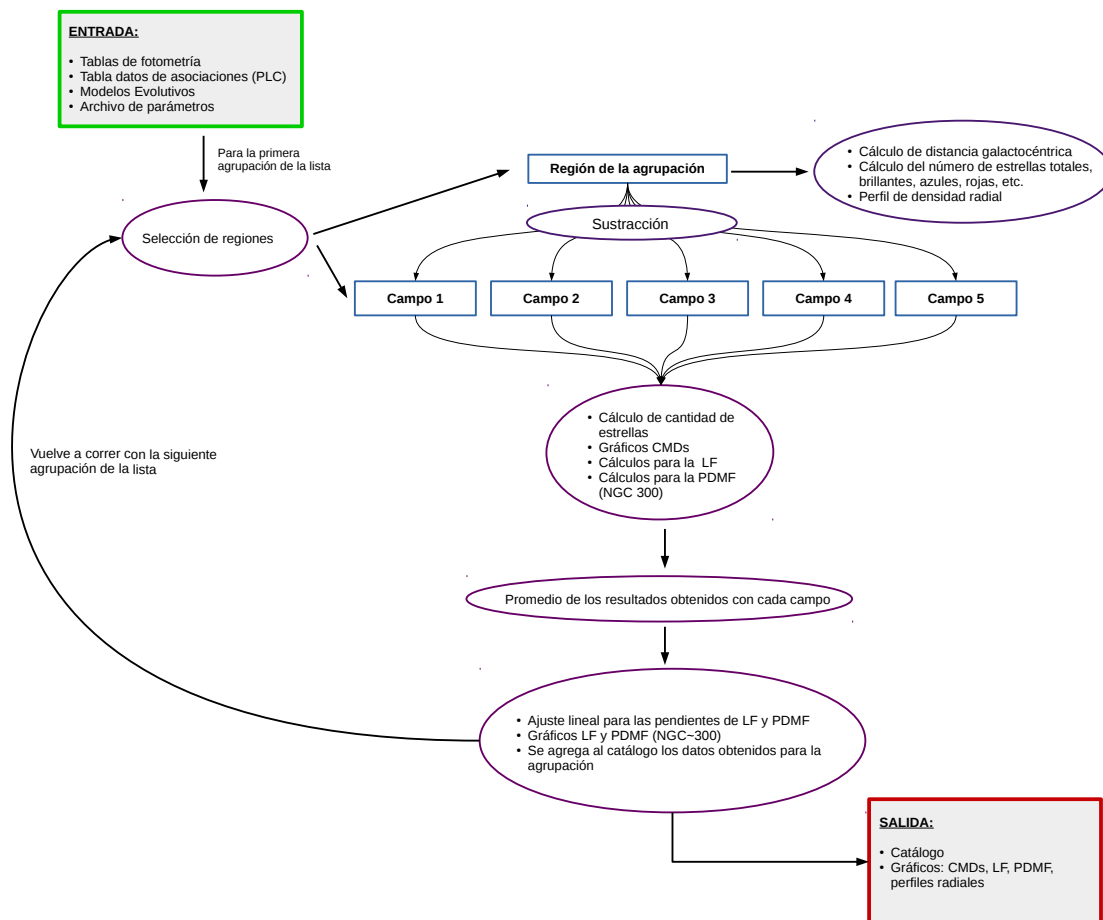


FIGURA A.4: Diagrama esquemático del código de análisis de agrupaciones.

# Bibliografía

- Ann H. B., Seo M., Ha D. K., 2015, *ApJS*, 217, 27
- Bastian N., Ercolano B., Gieles M., Rosolowsky E., Scheepmaker R. A., Gutermuth R., Efremov Y., 2007, *MNRAS*, 379, 1302
- Battinelli P., 1991, *A&A*, 244, 69
- Baume G., Moitinho A., Vázquez R. A., Solivella G., Carraro G., Villanova S., 2006, *MNRAS*, 367, 1441
- Bedin L. R., Piotto G., Baume G., Momany Y., Carraro G., Anderson J., Messineo M., Ortolani S., 2005, *A&A*, 444, 831
- Bianchi L., Efremova B., Hodge P., Kang Y., 2012, *AJ*, 144, 142
- Blaauw A., 1964, *ARA&A*, 2, 213
- Borissova J., et al., 2011, *A&A*, 532, A131
- Bresolin F., Kennicutt Jr. R. C., 1997, *AJ*, 113, 975
- Bresolin F., Kennicutt Jr. R. C., Stetson P. B., 1996, *AJ*, 112, 1009
- Bresolin F., et al., 1998, *AJ*, 116, 119
- Bresolin F., Gieren W., Kudritzki R.-P., Pietrzyński G., Przybilla N., 2002a, *ApJ*, 567, 277
- Bresolin F., Kudritzki R.-P., Najarro F., Gieren W., Pietrzyński G., 2002b, *ApJ*, 577, L107
- Bresolin F., Pietrzyński G., Gieren W., Kudritzki R.-P., 2005, *ApJ*, 634, 1020
- Bresolin F., Gieren W., Kudritzki R.-P., Pietrzyński G., Urbaneja M. A., Carraro G., 2009, *ApJ*, 700, 309
- Briceño C., Preibisch T., Sherry W. H., Mamajek E. A., Mathieu R. D., Walter F. M., Zinnecker H., 2007, *Protostars and Planets V*, pp 345–360
- Briceno C., 2008, *The Dispersed Young Population in Orion*. p. 838
- Butler D. J., Martínez-Delgado D., Brandner W., 2004, *AJ*, 127, 1472
- Carignan C., Puche D., 1990, *AJ*, 100, 641
- Chandar R., Bianchi L., Ford H. C., 1999, *ApJS*, 122, 431
- Cignoni M., et al., 2015, *ApJ*, 811, 76
- Conselice C. J., 2006, *MNRAS*, 373, 1389
- Dalcanton J., Williams B., ANGST Collaboration 2008, *The ACS Nearby Galaxy Survey Treasury: 9 Months of ANGST*. p. 115, doi:10.1007/978-1-4020-6933-8\_24
- Davidge T. J., 2006, *ApJ*, 641, 822

- Davidge T. J., 2010, *ApJ*, 725, 1342
- Davidge T. J., 2016, *ApJ*, 818, 142
- Davidge T. J., Courteau S., 2002, *AJ*, 123, 1438
- Dolphin A. E., 2000, *PASP*, 112, 1383
- Drazinos P., Kontizas E., Karamelas A., Kontizas M., Dapergolas A., 2013, *A&A*, 553, A87
- Drissen L., Roy J.-R., Moffat A. F. J., Shara M. M., 1999, *AJ*, 117, 1249
- Efremov Y. N., 1995, *AJ*, 110, 2757
- Efremov Y. N., Chernin A. D., 1994, *Vistas in Astronomy*, 38, 165
- Efremov Y. N., Elmegreen B. G., 1998, *MNRAS*, 299, 588
- Elmegreen B. G., 1993, in Levy E. H., Lunine J. I., eds, *Protostars and Planets III*. pp 97–124
- Elmegreen B., 1999a, in Ossenkopf V., Stutzki J., Winnewisser G., eds, *The Physics and Chemistry of the Interstellar Medium*. ([arXiv:astro-ph/9906217](https://arxiv.org/abs/astro-ph/9906217))
- Elmegreen B. G., 1999b, *ApJ*, 527, 266
- Elmegreen B. G., Efremov Y. N., 1996, *ApJ*, 466, 802
- Elmegreen D. M., Elmegreen B. G., Lang C., Stephens C., 1994, *ApJ*, 425, 57
- Engelbracht C. W., Rieke M. J., Rieke G. H., Kelly D. M., Achtermann J. M., 1998, *ApJ*, 505, 639
- Faesi C. M., Lada C. J., Forbrich J., Menten K. M., Bouy H., 2014, *ApJ*, 789, 81
- Ferguson A. M. N., Wyse R. F. G., Gallagher III J. S., Hunter D. A., 1996, *AJ*, 111, 2265
- Fernández-Ontiveros J. A., Prieto M. A., Acosta-Pulido J. A., 2009, *MNRAS*, 392, L16
- Fruchter A. S., Hook R. N., 2002, *PASP*, 114, 144
- Gallart C., et al., 2003, *AJ*, 125, 742
- García-Varela A., et al., 2008, *AJ*, 136, 1770
- Garmany C. D., Stencel R. E., 1992, *A&AS*, 94, 211
- Gazak J. Z., et al., 2015, *ApJ*, 805, 182
- Gieren W., et al., 2004, *AJ*, 128, 1167
- Girardi L., et al., 2010, *ApJ*, 724, 1030
- Gouliermis D., Kontizas M., Kontizas E., Korakitis R., 2003, *A&A*, 405, 111
- Gouliermis D. A., et al., 2017, *MNRAS*, 468, 509
- Grasha K., et al., 2017, *ApJ*, 840, 113
- Gusev A. S., 2014, *MNRAS*, 442, 3711
- Helou G., et al., 2004, *ApJS*, 154, 253
- Hodge P., 1985, *PASP*, 97, 1065
- Hoopes C. G., Walterbos R. A. M., Greenwalt B. E., 1996, *AJ*, 112, 1429
- Hubble E. P., 1926, *ApJ*, 64

- Iodice E., Arnaboldi M., Rejkuba M., Neeser M. J., Greggio L., Gonzalez O. A., Irwin M., Emerson J. P., 2014, *A&A*, 567, A86
- Ivanov G. R., 1987, *Ap&SS*, 136, 113
- Jarrett T. H., Chester T., Cutri R., Schneider S. E., Huchra J. P., 2003, *AJ*, 125, 525
- Jee M. J., Blakeslee J. P., Sirianni M., Martel A. R., White R. L., Ford H. C., 2007, *PASP*, 119, 1403
- Jerjen H., Freeman K. C., Binggeli B., 1998, *AJ*, 116, 2873
- Karachentsev I. D., et al., 2002, *A&A*, 383, 125
- Karachentsev I. D., et al., 2003, *A&A*, 404, 93
- Kennicutt Jr. R. C., 1989, *ApJ*, 344, 685
- Kennicutt Jr. R. C., 1998, *ARA&A*, 36, 189
- Kennicutt Jr. R. C., Hodge P. W., 1986, *ApJ*, 306, 130
- Kent S. M., 1987, *AJ*, 93, 816
- Kharchenko N. V., Piskunov A. E., Röser S., Schilbach E., Scholz R.-D., Zinnecker H., 2009, *A&A*, 504, 681
- Konstantopoulos I. S., et al., 2013, *AJ*, 145, 137
- Kornei K. A., McCrady N., 2009, *ApJ*, 697, 1180
- Lada C. J., Lada E. A., 2003, *ARA&A*, 41, 57
- Larsen S. S., 1999, *A&AS*, 139, 393
- Larsen S. S., Richtler T., 1999, *A&A*, 345, 59
- Lucke P. B., Hodge P. W., 1970, *AJ*, 75, 171
- Marigo P., Girardi L., Bressan A., Groenewegen M. A. T., Silva L., Granato G. L., 2008, *A&A*, 482, 883
- Martín-Navarro I., et al., 2015, *ApJ*, 806, L31
- Massi F., Giannetti A., Di Carlo E., Brand J., Beltrán M. T., Marconi G., 2015, *A&A*, 573, A95
- McConnachie A. W., 2012, *AJ*, 144, 4
- Melnik A. M., Efremov Y. N., 1995, *Astronomy Letters*, 21, 10
- Mennickent R. E., Pietrzyński G., Gieren W., 2004, *MNRAS*, 350, 679
- Moraux E., 2016, preprint, ([arXiv:1607.00027](https://arxiv.org/abs/1607.00027))
- Nantais J. B., Huchra J. P., McLeod B., Strader J., Brodie J. P., 2010, *AJ*, 139, 1413
- O'Donnell J. E., 1994, *ApJ*, 437, 262
- Olsen K. A. G., Miller B. W., Suntzeff N. B., Schommer R. A., Bright J., 2004, *AJ*, 127, 2674
- Ott J., Weiss A., Henkel C., Walter F., 2005, *ApJ*, 629, 767
- Pannuti T. G., Filipovic M. D., Duric N., Pietsch W., Read A., 2000, in *AAS/High Energy Astrophysics Division #5*. p. 1238
- Phelps R. L., Janes K. A., 1993, *AJ*, 106, 1870
- Pierre M., Azzopardi M., 1988, *A&A*, 189, 27

- Pietrzyński G., Gieren W., Fouqué P., Pont F., 2001, *A&A*, 371, 497
- Pietrzyński G., Gieren W., Fouqué P., Pont F., 2002, *AJ*, 123, 789
- Pietrzyński G., Ulaczyk K., Gieren W., Bresolin F., Kudritzki R. P., 2005, *A&A*, 440, 783
- Preibisch T., Zinnecker H., 2007, in Elmegreen B. G., Palous J., eds, *IAU Symposium Vol. 237, Triggered Star Formation in a Turbulent ISM*. pp 270–277 ([arXiv:astro-ph/0610826](https://arxiv.org/abs/astro-ph/0610826)), doi:10.1017/S1743921307001597
- Puche D., Carignan C., Bosma A., 1990, *AJ*, 100, 1468
- Puche D., Carignan C., van Gorkom J. H., 1991, *AJ*, 101, 456
- Radovich M., Kahanpää J., Lemke D., 2001, *A&A*, 377, 73
- Read A. M., Pietsch W., 2001, *A&A*, 373, 473
- Rodríguez M. J., Baume G., Feinstein C., 2016, *A&A*, 594, A34
- Rodríguez M. J., Baume G., Feinstein C., 2018, *MNRAS*, 479, 961
- Roussel H., Gil de Paz A., Seibert M., Helou G., Madore B. F., Martin C., 2005, *ApJ*, 632, 227
- Salpeter E. E., 1955, *ApJ*, 121, 161
- Schaap W. E., Sancisi R., Swaters R. A., 2000, *A&A*, 356, L49
- Schild H., Crowther P. A., Abbott J. B., Schmutz W., 2003, *A&A*, 397, 859
- Schlafly E. F., Finkbeiner D. P., 2011, *ApJ*, 737, 103
- Siriani M., et al., 2005, *PASP*, 117, 1049
- Soffner T., Mendez R. H., Jacoby G. H., Ciardullo R., Roth M. M., Kudritzki R. P., 1996, *A&A*, 306, 9
- Tao L., Feng H., Kaaret P., Grisé F., Jin J., 2012, *ApJ*, 758, 85
- Tully R. B., et al., 2013, *AJ*, 146, 86
- Urbaneja M. A., Herrero A., Bresolin F., Kudritzki R.-P., Gieren W., Puls J., 2003, *ApJ*, 584, L73
- Vučetić M. M., Arbutina B., Urošević D., 2015, *MNRAS*, 446, 943
- Wagner-Kaiser R., De Maio T., Sarajedini A., Chakrabarti S., 2014, *MNRAS*, 443, 3260
- Walborn N. R., Blades J. C., 1997, *ApJS*, 112, 457
- Watson A. M., et al., 1996, *AJ*, 112, 534
- Yukita M., Swartz D. A., Soria R., Tennant A. F., 2007, *ApJ*, 664, 277
- de Vaucouleurs G., 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275